

THESES

PRESENTEES A

la Faculté des Sciences de l'Université de Paris

POUR OBTENIR LE GRADE DE

DOCTEUR ES SCIENCES PHYSIQUES

PAR

Louis GALLOUET

1ère THESE: " Détermination de la magnitude apparente du Soleil et de la Pleine lune
dans le système photométrique international U, B, V."

2ème THESE: Propositions données par la Faculté.

Soutenues le

1963 devant la Commission d'examen :

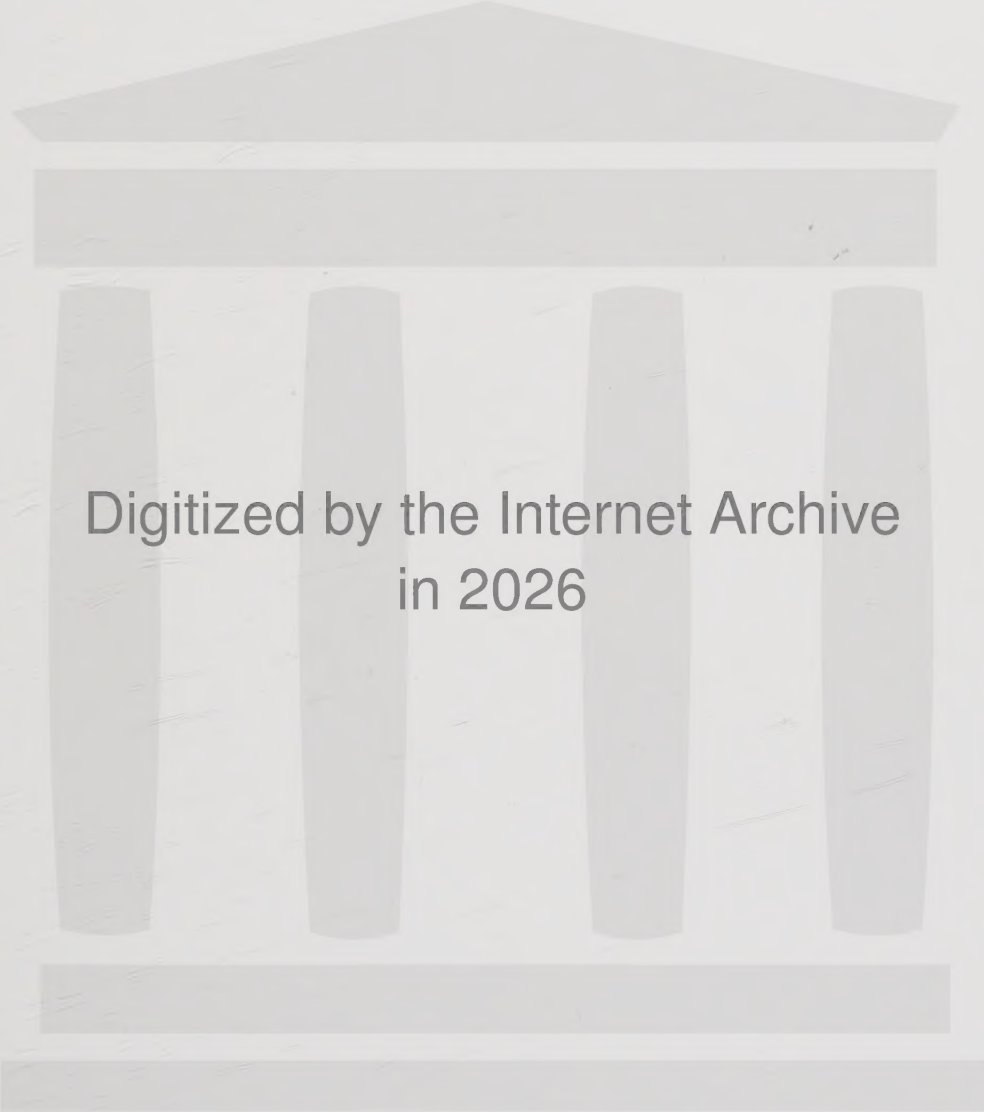
MM. ARNULF

Président

SCHATZMAN

LALLEMAND

Examineurs.



Digitized by the Internet Archive
in 2026

https://archive.org/details/IA41550217_0034

THESES

PRESENTEES A

la Faculté des Sciences de l'Université de Paris

POUR OBTENIR LE GRADE DE

DOCTEUR ES SCIENCES PHYSIQUES

PAR

Louis GALLOUET

1ère THESE: " Détermination de la magnitude apparente du Soleil et de la Pleine lune
dans le système photométrique international U, B, V. "

2ème THESE: Propositions données par la Faculté.



Soutenues le

1963 devant la Commission d'examen :

MM. ARNULF

Président

SCHATZMAN

LALLEMAND

Examineurs.

FACULTE DES SCIENCES DE L'UNIVERSITE DE PARIS

- PROFESSEURS -

Doyen M. ZAMANSKY.

G. JULIA	T	Analyse sup. et Algèbre sup.	FELDMANN	T	Biologie Végét. marine
PRENANT	T	Anatomie et Histologie comparée.	GUINIER	T	Physique des Solides (Orsay)
GRASSE	T	Evolution des êtres organisés.	JOST	T	Physiologie comparée.
PREVOST	T	Chimie organique.	FORTE T	T	Calcul des Probabilités et Physique mathématique.
WYART	T	Minéralo et Cristallographie	SCHWARTZ	T	Calcul diff. et Intégral.
TEISSIE R	T	Zoologie	CHOUARD	T	Physiologie végétale.
MANGENOT	T	Biologie Vég. (Orsay).	MALAVARD	T	Aviation (Techn. Aéronaut.).
AUGER	T	Physique quantique et Relativité.	BRELOT	T	Calcul diff. et Intégral.
MONNIER	T	Physiologie Générale.	NORMANT	T	Chimie organique.
PIVETEAU	T	Paléontologie	BENARD	T	Chimie Minérale.
ROCARD	T	Physique (E.N.S.)	BUVAT	T	Botanique (E.N.S.)
CARTAN	T	Mathématiques (E.N.S.)	DUGUE	T	Statistiques Mathématiques.
LA FFITTE	T	Chimie générale.	SOULAIRAC	T	Psychophysiologie.
FAVARD	T	Géométrie supérieure.	ULRICH	T	Physiologie végétale.
COULOMB	T	Physique du Globe.	MARECHAL	T	Optique théori. & appliq.
Mlle COUSIN	T	Biologie Animale (SPCN).	KIRRMANN	T	Théories chimiques.
CHRETIEN	T	Chimie minérale.	CHADEFAUD	T	Botanique.
DRACH	T	Zoologie.	Mlle LE BRETON	T	Physio. de la nutrition.
KASTLER	T	Physique (E.N.S.).	SALEM	T	Mathématiques générales.
EPHRUSSI	T	Génétique.	LELONG	T	Application de l'analyse à la géométrie
RIVIERE	T	Géologie SPCN & Sédimentation	DEVILLERS	T	Anatomie et Histol. Comp.
GAUTHERET	T	Biologie Vég. (PCB).	EHRESMANN	T	Topologie Algébrique.
LUCAS R	T	Recherches Physiques	FRANCON	T	Physique (SPCN).
THOMAS A	T	Biologie cellulaire.	GLANGEAUD	T	Géographie Phys. & Géol. dynamique.
ARNULF	T	Optique appliquée.	GODEMENT	T	Mathématiques (M.P.C.).
MORAND	T	Physique Enseignement.	PISOT	T	Tech. Mathém. de la Phys.
SOLEILLET	T	Physique (P.C.B.).	ROCH	T	Géologie.
FORTIER	T	Mécanique Exp. des Fluides.	SCHATZMAN	T	Astrophysique.
DANJON	T	Astronomie.	TERMIER	T	Paléontologie stratig.
PETIT	T	Biologie maritime.	ZAMANSKY	T	Mathématiques générales.
QUENEY	T	Météorologie et dynamique atmosphérique.	LENNUIER	T	Physique (M.G.P.).
GALLIEN	T	Embryologie	RIZET	T	Génétique.
EICHHORN	T	Botanique.	ROUTHIER	T	Géologie appliquée.
DE CUGNAC	T	Biologie Vég. (SPCN).	Mme TONNELAT	T	Physique théorique.
Mlle CAUCHOIS	T	Chimie Physique.	DIXMIER	T	Mathématiques (MPC).
THELLIER	T	Physique du Globe.	SOUCHAY	T	Chimie générale.
L'HERITIER	T	Biologie Gén. (Orsay).	AIGRAIN	T	Electrotechnique générale
GRIVET	T	Radioélectricité (Orsay).	BRUSSET	T	Chimie systématique.
PONCIN	T	Mécanique générale.	M. LEVY	T	Physique théorique des hautes énergies (Orsay).
DUBREIL	T	Arithm. & Théorie des Nombres.	Mme CHAIX	T	Chimie biologique.
QUELET	T	Chimie Organique.	Mme HUREL-PY	T	Biologie végétale (P.C.B.).
CAGNIARD	T	Géophysique appliquée.	PIAUX	T	Chimie (M.P.C.).
CHAMPETIER	T	Chimie macromoléculaire.	BRUN	T	Mécanique théorique des Fluides.
CUVILLIER	T	Micropaléontologie.	LEDERER	T	Chimie biologique.
JUNG	T	Pétrographie.	Mme DUBREIL	T	Mathématique (Agrég.)
TRILLAT	T	Microscopie et diffraction électronique	Mme LELONG	T	Mathématiques II (ENS).
WIEMANN	T	Chimie organique & structurale	BELLAIR	T	Géologie (SPCN).
JACQUINOT	T	Spectroscopie et Physique céleste (Orsay).	COTTE	T	Physique électricité.
VASSY	T	Physique de l'atmosphère.	DUBOIS J.E.	T	Chimie organique.
DESTOUCHES	T	Théories Physiques	LAMOTTE	T	Zoologie (ENS).
AMIEL	T	Chimie générale.	MICHEL A.	T	Chimie minérale (Orsay).
HOCART	T	Minéralogie et Cristallographie	OLMER	T	Energétique générale.
J.P.MATHIEU	T	Physique optique	ROUAULT	T	Electricité (Orsay).
COUTEAUX	T	Biologie animale (P.C.B.).	GAUTHIER	T	Mécanique appliquée.
MAY	T	Zoologie (Orsay).			
CHOQUET	T	Théorie des fonctions et Topologie.			

BARCHEWITZ	T	Chimie Physique,	TORTRAT	T	Calcul des Probabilités,
BROSSEL	T	Physique atomique,	CAULLEUX		Géologie (SPCN),
BUSER	T	Physiologie comparée,	MAGNAN	T	Physique SPCN,
CAMUS	T	Physiol. Végétale BMPV,	DAUDEL	T	Mécanique ondulatoire appliq. à la
CASTAING	T	Physique II Thermod. (Orsay),			Chimie Théor. & à la Phys. Nucléaire
CURIEN	T	Minéralo. & Cristallographique	Mlle FOURCROY		Biologie Végétale SPCN,
MOYSE	T	Physiologie végét. (Orsay),	Mme CHOQUET-BRUHAT	T	Mécanique Analytique et
NOIROT	T	Evolution de Etres Organisés			mécanique céleste,
PANNETIER	T	Chimie générale,	Mlle VEIL		Physiologie Générale,
POSSOMPES	T	Zoologie,	LWOFF	T	Microbiologie,
PULLMANN	T	Chimie quantique,	SIESTRUNCK	T	Mécan. Phys. & Expérim,
TEILLAC	T	Physique Nucl. et Radio-activité,	LACOMBE	T	Métallurg. des métaux Nucléaires,
TO NNELAT	T	Biologie Physico-chimique	BROCHARD	T	Physique PCB (Orsay),
VILLE	T	Econométrie,	CABANNES	T	Mécanique générale,
WILLEMART	T	Chimie (P.C.B.),	LESIEUR	T	Mathématiques I (Orsay),
DODE	T	Chimie (Orsay),	MAZET	T	Mécanique générale (Orsay),
FREYMANN	T	Recherches Physiques,	CAIRE		Géographie phys. et Géologie
GUINOCHE	T	Bio. vég. SPCN (Orsay),			Dynamique,
ROLLET	T	Chimie minérale,	COMOLET	T	Mécanique des fluides,
Mlle JOSIEN	T	Chimie SPCN,	CORABOEUF		Physiologie animale Orsay,
CHEVALLEY	T	Géométrie algéb. et théorie des	DELLOUE		Physique de l'exosphère,
		groupes,	GORENFLOT		Botanique II (Orsay),
ARNOULT	T	Electronique (Orsay),	HOULLON		Biologie animale PCB,
CHAPELLE	T	Physique (Orsay),	JULLIEN J.		Chimie SPCN (Orsay),
DELANGE	T	Mathématiques I (Orsay),	MALGRANGE	T	Technique Math. de la Physique
DENY	T	Mathématiques Génér. (Orsay),			(Orsay),
GERMAIN	T	Mécanique théor. des fluides,	OLIVIER		Antropologie,
LUCAS G.	T	Géologie,	NOZERAN	T	Botanique II (Orsay),
ALLARD	T	Chimie Physique,	BLANC-LAPIERRE	T	Physique ENS (Orsay),
BERTHELOT	T	Phys. des particules fondamentales	CHEVAUGEON	T	Botanique, (Orsay),
BRICARD	T	Météor. et Phys. de l'Atmosphère,	KAHANE	T	Mathématiques (Orsay),
Mme ALBE-FESSARD	T	Psychophysiologie,	SAMUEL	T	Mathémat. ENS féminines,
FRIEDEL	T	Physique des solides (Orsay)	KOURGANOFF	T	Astronomie (Orsay),
M. JULIA	T	Etudes des Molécules naturelles,	THIRY	T	Mécanique céleste,
		complexes,	ABELES		Physique SPCN,
LENDER	T	Biologie Anim. SPCN (Orsay),	AMAT		Physique PCB,
MAGAT	T	Physico-Chimie des radio éléments,	AUBOIN		Géologie,
Mlle QUINTIN	T	Electrochimie,	Mme BENOIT-GUEUTAL		Physique Nucl. et radioactivité,
MONOD	T	Chimie du métabolisme,	BOUGIS		Biologie marine (Villefranche/mer)
BENOIT	T	Physiol. anim. (Orsay),	BRUHAT	T	Mathématiques MPC,
DE POSSEL	T	Analyse numérique,	BRUNN	T	Géologie historique (Orsay),
CHARLOT	T	Chimie analytique,	CHABBAL		Physique MGP (Orsay),
LEMEE	T	Physiol. Vég. BMPV (Orsay),	DEHEUVELS	T	Mathématiques Propéd. (Orsay)
GUERIN	T	Chimie MPC (Orsay),	D'ESPAGNAT		Physique théorique (Orsay),
CHATELET	T	Chimie PCB,	FURON		Géologie SPCN,
JEAN	T	Physique Nucléaire (Orsay),	Mme GANS	T	Génétique,
MATTIER	T	Physique SPCN,	GENEVES		Biologie végétale PCB,
BERGERARD	T	Zoologie (Orsay),	GUILBERT		Physique (CUS Orléans),
BERTEIN	T	Electronique (Orsay),	HUPE		Pétrographie,
BOUISSIERES		Chimie des radioéléments, (Orsay),	HOLLANDE	T	Biologie générale,
Mme COUTURE	T	Thermodynamique et Méc. Physique,	LIONS	T	Analyse numérique,
ELLENBERGER	T	Géologie des grandes régions du globe	MAITTE		Chimie PCB,
FRANC	T	Biologie animale PCB,	MEYER		Physique propédeutique,
SCHNELL		Botanique tropicale (Orsay),	NICOLAS		Géologie appliquée,
STOLKOWSKI	T	Physiologie végétale,	PANIGEL		Biologie générale,
ACHER		Chimie Biol. (Orsay),	RAVIER		Pétrographie,
BAUDOUIN		Biologie animale PCB,	ROSEAU	T	Mécanique théor. des Fluides,
BEAUMONT		Biologie animale SPCN,	ROUBINE		Electronique,
BLAMONT	T	Géophysique ionosphère,	SILBER	T	Chimie PCB,
BOURREAU		Botanique,	UEBERSFELD	T	Electronique,
CURIE D.		Physique MGP,	YVON	T	Théories Physiques,
DURAND-DELGA	T	Géologie,			
FREON	T	Chimie organique (Orsay),			
HELLER	T	Physiolog. végétale,			

Le Soleil est la seule étoile que nous puissions étudier en grand détail. malheureusement son éclat, pour nous prodigieusement grand, empêche de le comparer directement aux étoiles. Les tentatives faites à ce sujet furent longtemps peu convaincantes.

Malgré quelques mesures récentes, l'incertitude encore très grande de cette constante a rendu nécessaire cette nouvelle détermination.

J'apporte ici le résultat de mes recherches (appareils et observations). La précision du centième de magnitude que je m'étais fixée a été atteinte et j'ai eu le plaisir de tomber en bon accord avec l'une des trois déterminations récentes, celle qui par ailleurs présente les meilleures garanties.

Il semble que la confirmation d'une nouvelle magnitude apparente solaire et par voie de conséquence, d'une nouvelle magnitude absolue visuelle, amène des modifications dans nombre de résultats antérieurement obtenus à partir de cette importante constante.

DETERMINATION DE LA MAGNITUDE APPARENTE DU SOLEIL ET DE LA PLEINE LUNE DANS LE SYSTEME PHOTOMETRIQUE INTERNATIONAL U.B.V.

par Louis Gallouët.

SOMMAIRE

Une étude approfondie des caractéristiques optiques et photométriques nécessaires a conduit à la réalisation d'un appareil susceptible de mesurer de nouveau la magnitude stellaire apparente du Soleil en améliorant la précision par l'emploi d'une méthode optique originale. Les observations ont été faites dans les domaines U B V de Johnson-Morgan, à l'aide d'un photomètre photoélectrique et par comparaison avec une séquence d'étoiles brillantes.

Les résultats obtenus sont :

$$V_{\odot} = -26,70 \pm 0,01$$

$$(B - V)_{\odot} = + 0,68$$

$$(U - B)_{\odot} = + 0,15$$

Magnitude absolue $M_{V\odot} = + 4,87$

Simultanément, des comparaisons entre la Pleine Lune et les étoiles brillantes ont donné pour la Pleine Lune :

$$V_{\text{L}} = -12,75 \pm 0,01$$

$$(B - V)_{\text{L}} = + 0,94$$

Ces observations ont été exécutées, pendant plusieurs séjours, à la station internationale de recherches du Jungfraujoch (3.570 m).

INTRODUCTION

La mesure précise de la magnitude apparente du Soleil a déjà bien souvent été tentée par les astronomes. La plus ancienne détermination scientifique retenue est celle de Bouguer. Le 22 Septembre 1725, Bouguer comparait séparément le Soleil et la Lune à une bougie, au moment de leur passage à la même hauteur au dessus de l'horizon (31°). Le matériel était composé d'un diaphragme, d'un verre concave et d'un écran mobile; la bougie, placée à diverses distances, réalisait l'égalité des éclaircissements. Avec ce matériel rudimentaire, Bouguer trouvait que l'éclat du Soleil était 300.000 fois plus grand que celui de la Lune.

Par la suite, la comparaison fut faite à l'aide d'un photomètre (Lummer, Zöllner) entre le Soleil et les étoiles par l'intermédiaire d'une étoile artificielle, en particulier par Zöllner en 1865, Fabry en 1903, ainsi que par Cerasky à Moscou la même année. Dans ces mesures, le Soleil était généralement reçu par un objectif de très petite distance focale qui en donnait une image ponctuelle. Au contraire, on employait un télescope de large ouverture pour les étoiles, souvent Capella, Véga, Sirius...

Pickering en 1901 inaugura une méthode de diaphragmation - un trou de 1 mm. devant un télescope de 30 cm. d'ouverture - le télescope étant employé sur toute sa surface pour les mesures d'étoiles.

Les déterminations les plus récentes: Nikonov en 1946, Kariagina en 1949, Stebbins et Kron (Lick) en 1957 sont basées sur un affaiblissement du flux lumineux solaire reçu par diffusion sur un écran, soit de baryte, soit de fumée de magnésium.

Plusieurs discussions des valeurs obtenues, faites en particulier par Russel (1916), Kuiper (1938) et Martinov (1959) montrent que les écarts sont encore très grands entre les différents auteurs, et mettent en évidence trois grandes causes d'erreurs systématiques :

1^o) Toutes les méthodes présentent de grandes difficultés instrumentales. L'éclat du Soleil est 10^{10} fois plus grand que celui d'une étoile très brillante de magnitude comprise entre 0 et 1. La constante introduite par les diaphragmes ou les écrans est difficile à déterminer et peut être génératrice d'erreurs systématiques qui se reproduiront sur toutes les mesures.

2^o) Certains des systèmes photométriques employés pour la comparaison sont indéterminés. La différence de magnitude entre le Soleil et l'Etoile $\Delta m (\odot - *)$ a été mesurée dans un domaine spectral différent de celui où est connue la magnitude de l'étoile de comparaison (m_*). Lorsque l'on écrit : $m_\odot = m_* + \Delta m (\odot - *)$, on fait la somme de deux mesures relatives à des systèmes différents, et le système final dans lequel est exprimée la magnitude solaire est inconnu. On ne peut pas considérer ce système final pour la magnitude solaire comme identique à celui de l'étoile, et la valeur de la magnitude solaire obtenue est d'autant plus inexacte que la couleur du Soleil et des astres mesurés sont différentes.

On peut donc en tirer la conclusion suivante pour le problème photométrique: il n'y a que deux méthodes inattaquables sur ce point :

a) La comparaison du Soleil avec des étoiles de son type spectral. Malheureusement, hors Capella, on ne trouve assez d'étoiles qu'entre les magnitudes 3 et 4. On accroît ainsi les difficultés rencontrées au N° 1 du fait de la différence déjà énorme d'éclat.

b) La comparaison effectuée dans un système photométrique parfaitement défini et étudié, dans lequel la magnitude de chaque étoile de comparaison est connue avec précision. La relation :

$m_\odot = m_* + \Delta m (\odot - *)$ donne le résultat $m_\odot$ dans le système photométrique de la séquence d'étoiles, puisque la différence $\Delta m (\odot - *)$ a été mesurée dans le même domaine spectral. Le Soleil se comporte alors comme n'importe quelle étoile de son type qui serait incluse dans la séquence.

3^o) La troisième cause d'erreur est la difficulté plus grande de déterminer l'absorption atmosphérique diurne et de déceler de lentes variations avec le temps. Ce point peut être amélioré par l'observation à très haute altitude.

Je n'inclus pas ici les mesures radiométriques ou les comparaisons raie à raie qui posent des problèmes de réduction en magnitude visuelle beaucoup trop difficiles (Woolley - Gascoigne (1948) - Petit et Nicholson (1928).

Grâce à l'enseignement tiré des essais passés, le problème posé est bien déterminé: j'ai donc pensé qu'une nouvelle mesure de la magnitude apparente du Soleil pouvait être tentée en s'appuyant sur les progrès des dernières années en photoélectricité (multiplicateur d'électrons de Lallemand), couches optiques, étalons à luminescence, etc...

L'appareillage doit permettre le respect des deux conditions suivantes:

1°) Réalisation d'une tête photométrique de mesure parfaitement déterminée et étudiée, employée avec une série d'étoiles de comparaison bien connues dans ce système. J'ai, pour des raisons pratiques, choisi le système U.B.V. de Morgan et Johnson.

2°) Etude d'une méthode de gradation de la lumière qui évite les écueils dus aux diaphragmes et aux écrans diffusants et permet, avec le même appareil, d'effectuer les mesures aussi bien de la magnitude solaire que de celles des étoiles. J'ai repris, en la modifiant, une méthode de gradation optique à laquelle avaient déjà pensé A. Danjon et A. Couder. L'ensemble des solutions retenues sera décrit dans le premier chapitre.

Si le problème difficile auquel je me suis à mon tour attaqué est depuis si longtemps l'objet des recherches des astronomes, c'est que sa solution correcte est d'une importance évidente dans un grand nombre de domaines. Je me réserve d'y revenir; en voici quelques uns:

La magnitude stellaire du Soleil est à la base d'un certain nombre d'autres constantes astronomiques. Sa connaissance est aussi nécessaire à la détermination précise de l'albédo des planètes. D'autre part, elle est le lien entre les mesures photométriques de laboratoire et les échelles astronomiques. Enfin, une détermination précise de cette caractéristique du Soleil, à une époque définie, représente un accroissement des connaissances que nous avons de cet astre qui permettra peut-être de mettre en évidence une variation de cette magnitude.

Je tiens à terminer cette introduction en mentionnant les concours qui n'ont été apportés et en remerciant tout particulièrement:

Monsieur le Professeur Danjon, Directeur de l'Observatoire, qui m'a aiguillé sur ce sujet et m'a donné les moyens de le mener à bien.

Monsieur le Professeur Lallemand, pour le soutien qu'il m'a fourni dans le domaine électronique.

Monsieur Paul Couderc, qui m'a accordé, au Service de la Carte du Ciel, toutes les facilités nécessaires à la poursuite des études et des observations.

Monsieur le Professeur Golay, Directeur de l'Observatoire de Genève, et son équipe qui m'ont permis d'utiliser une partie de leurs appareils électroniques installés à l'Observatoire du Jungfraujoch.

Mademoiselle Lanoë, qui a partagé avec moi les difficultés des observations au Jungfraujoch et les soucis des réductions.

Enfin, les personnels du Laboratoire d'Optique, de la Carte du Ciel et de l'atelier des Constructions Mécaniques pour leur contribution à différentes parties des réalisations.

PREMIERE PARTIE

DESCRIPTION ET ETUDE DE L'INSTRUMENT

CHAPITRE I - OPTIQUE

Principe

Dans ce chapitre, je vais décrire les caractéristiques de l'appareillage construit et les solutions apportées aux différents problèmes, tant optiques que photométriques. Il ne faut pas perdre de vue que l'amélioration de la précision des résultats obtenus antérieurement nécessitait des études rigoureuses des caractéristiques des instruments, et des précautions particulières se rapprochant de celles prises en métrologie.

L'originalité du travail réside dans le système optique employé qui comporte les deux avantages importants suivants :

1°) Un seul et même ensemble de miroirs aluminés est utilisé pour toutes les mesures, aussi bien solaires que stellaires, éliminant l'emploi d'écrans ou de diaphragmes.

2°) Dans les conditions d'emploi que nous allons décrire, un rapport d'origine géométrique est établi entre les différents flux qui peuvent tomber sur la photocathode de l'appareil de mesure. Cette constante élevée, environ 10^5 , permet de faire cadrer avec les gammes de sensibilité de l'appareil, des flux dans un rapport aussi grand que celui du Soleil avec des étoiles de magnitude 1.

Etudions le principe sur l'exemple simplifié de la lunette astronomique supposée réglée pour l'observation à l'infini.

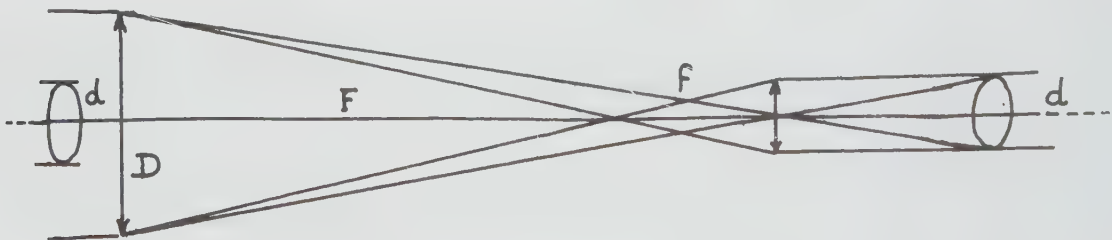


Fig. 1

Schéma de principe du système optique.

Ses caractéristiques sont les suivantes :

Objectif : diamètre D
surface utile S
distance focale F
Oculaire : distance focale f

Cercle oculaire : diamètre d
surface s

Grossissement : $G = \frac{F}{f}$

En négligeant les pertes dues aux surfaces optiques, l'éclairement du cercle oculaire s est égal à: $E.S$, E étant l'éclairement en lux au niveau de l'objectif, et S sa surface.

Si maintenant nous retournons l'instrument et dirigeons l'oculaire vers le même astre, il sortira par l'objectif un large flux de lumière parallèle dans lequel nous pourrions découper à l'aide d'un diaphragme de diamètre d , une surface égale à s . Nous aurons alors sur l'appareil de mesure une quantité de lumière telle que : $F.S \frac{s}{S}$; L'instrument réalisé permet donc, d'une manière, d'augmenter le signal lumineux reçu de l'autre de le diminuer, le rapport entre les deux emplois étant : $\frac{S^2}{s^2} G^4 K$

Les caractéristiques géométriques doivent être, une fois pour toutes, adaptées au problème à résoudre. Elles déterminent une constante K qui joue le rôle confié, dans les autres méthodes, aux diaphragmes ou aux écrans diffusants, sans en avoir les inconvénients: diffraction, modification de la couleur, asymétrie des mesures.

Toutefois, il existerait une possibilité importante d'erreur dans le cas où le large faisceau sortant par l'objectif ne serait pas homogène. J'ai pensé, en particulier, que les différentes épaisseurs de verre traversées par les rayons lumineux dans un réfracteur, pouvaient introduire une erreur systématique. Pour cette raison, j'ai réalisé l'optique définitive à l'aide de miroirs et ai étudié spécialement l'homogénéité des faisceaux, en laboratoire d'abord, au cours des observations ensuite. A cet effet, j'ai réalisé une topographie du flux sortant par l'objectif, lorsque l'on vise par l'oculaire, en déplaçant, dans un plan perpendiculaire aux rayons lumineux, un instrument de mesure photoélectrique. L'enregistrement de la mesure de l'intensité du flux dans une petite surface, successivement placée en tous les points du faisceau, a permis de faire disparaître, au fur et à mesure, les défauts de cet ordre. Les causes en étaient diverses: aluminures défectueuses, dérèglement des miroirs, reflets ou présence d'obstacles sur le trajet de la lumière. Dans le cas du Soleil, j'ai été obligé d'accorder un soin particulier à l'étanchéité lumineuse de l'appareillage, étant données les conséquences graves que pourraient entraîner, pour le photomètre, l'entrée directe du rayonnement solaire.

Le principe fondamental a donc été adapté aux diverses exigences et réalisé avec le montage dit "téléscope de Cassegrain oblique". J'ai choisi la constante instrumentale K pour que l'on puisse effectuer à la fois les observations du Soleil et des étoiles, en utilisant le même photomètre. Mais aussi, je l'ai limitée à une valeur telle que je ne me retrouve pas, pour la mesurer, devant la comparaison de flux par trop différents. J'ai fixé cette constante à environ 10^5 , soit un peu plus de 12 magnitudes.

L'instrument comporte un miroir sphérique concave M de 270cm. de longueur focale et de 13cm. de diamètre, un miroir convexe m de focale $f = 15$. J'ai ajouté un miroir plan afin de réduire, en le repliant, l'instrument, et d'éviter des déplacements peu commodes et dangereux de la tête sensible. Ainsi, il suffit d'une rotation autour de l'axe P (fig. 2) pour que le photomètre prenne successivement place devant l'oculaire (m) ou devant l'objectif (M). Des diaphragmes permettent de faire fonctionner l'instrument à des ouvertures différentes, seul le grossissement intervenant dans la définition de la constante $K = G^4$. Les figures 3 et 4 permettent de se rendre compte du montage de la platine avant, avec des deux ouvertures, la plus grande correspondant à l'objectif M , la plus petite à m .

Le réglage de la mise au point sur l'infini et de l'orientation des faisceaux a été faite par un appareil auxiliaire amovible qui peut être placé avec précision (butées) sur la platine avant (fig. 5) Il comporte une lunette autocollimatrice qui projette une petite mire sur le miroir m . Le faisceau suit le même chemin que pour l'observation du Soleil. Il est renvoyé par le miroir plan de référence jusqu'à la lunette autocollimatrice. L'examen de la mire, en position et grandeur, à l'aide d'un réticule, permet d'effectuer les réglages et les contrôles d'une manière particulièrement efficace.

Mesure de la constante K .

La constante K pourrait être calculée à partir des éléments géométriques de l'instrument. La méthode risque d'être peu précise pour deux raisons :

- les distances focales interviennent à la puissance quatrième.
- le Soleil a un diamètre apparent non négligeable.

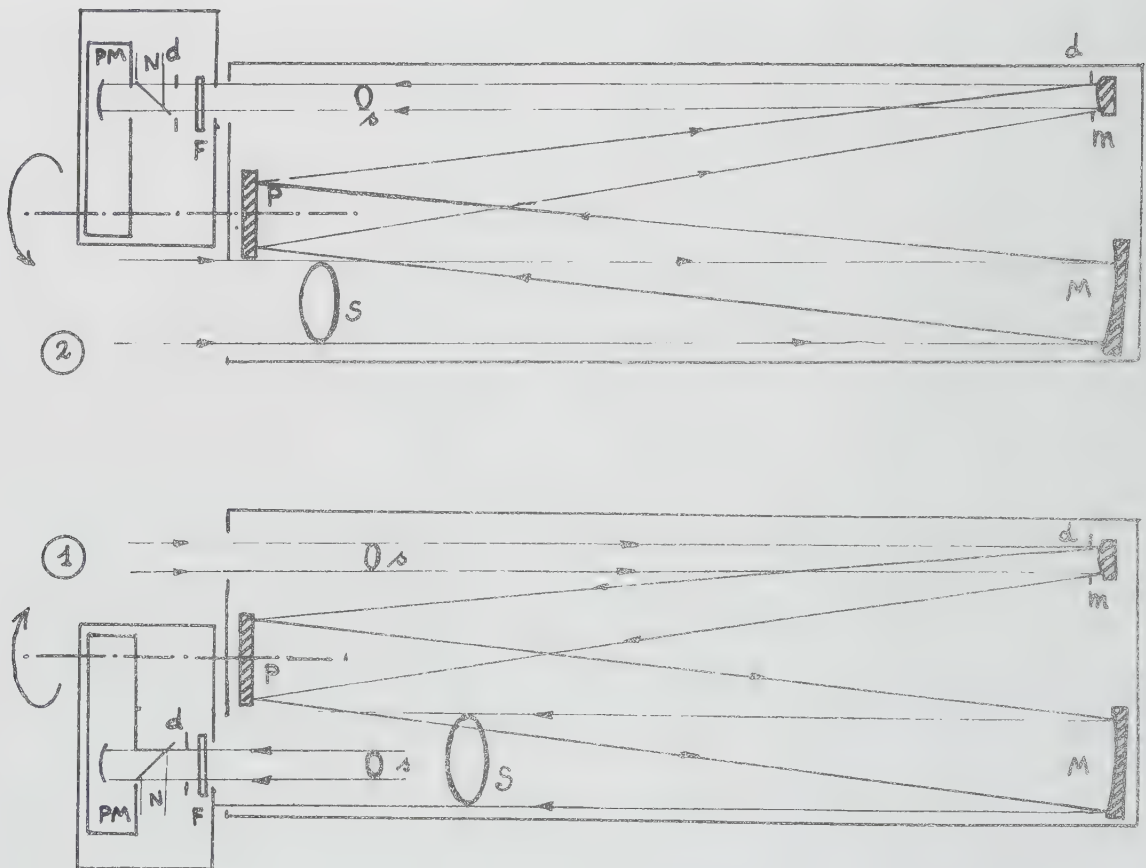


Fig. 2

1. -Position d'observation du Soleil - Réduction du flux incident.
 2. -Position d'observation stellaire - Amplification du flux incident.
- M. -Miroir sphérique concave $F = 270\text{cm}$ $D = 13\text{cm}$
m. -Miroir sphérique convexe $f = 15\text{cm}$ $d = 2\text{cm}$
P. -Miroir plan - Axe de rotation du photomètre.
F. - filtres U, B, V.
d. - diaphragmes.
S et s. -Surfaces des flux incident et émergent.
N. -Miroir de contrôle (escamotable)
PM. -Photomultiplicateur.



Lunette guide

Entrée du rayonnement stellaire.

Boîtier des filtres et des sources étalon.

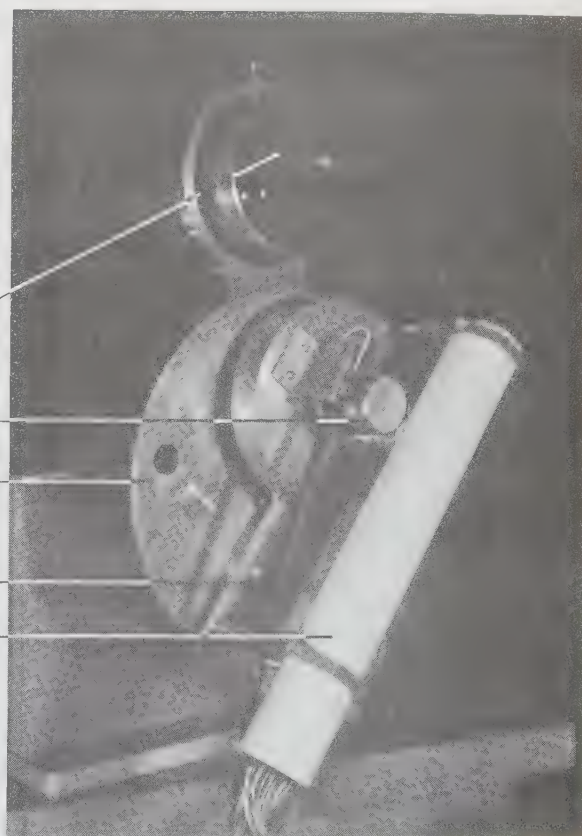
Commande à distance

Axe de rotation du photomètre.

Photomultiplicateur Lallemand.

Fig. 3

Photomètre dans la position d'observation stellaire.
(Position amplificatrice du flux lumineux. Code: position II)



Lunette guide

Boîtier étanche des filtres et des sources
étalon.

Entrée du rayonnement solaire.

Axe de rotation du photomètre.

Photomultiplicateur Lallemand.

Fig. 4

Photomètre dans la position d'observation solaire.
(Position réductrice du flux lumineux. Code : position I)

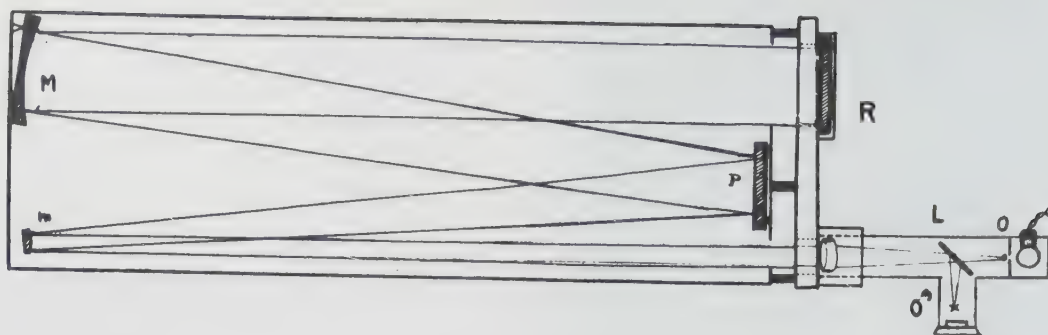


Fig. 5

Réglage et Contrôle de l'optique à l'aide d'une platine auxiliaire.

- M : miroir concave
- m : miroir convexe
- P : miroir plan
- R : miroir de référence
- L : lunette autocollimatrice
- O : mire
- O' : réticule

Ceci nécessite un développement particulier.

Lorsque l'on vise le Soleil par le miroir oculaire, le faisceau incident n'est pas parallèle (le Soleil a un diamètre apparent de $32'$) et le faisceau sortant de l'objectif est proportionnellement plus large que dans le cas d'une étoile. De plus, il va s'élargissant d'un angle égal à $2\beta = \frac{32'}{18} = 1'8$ (fig. 6). Dans ces conditions, la constante K n'a plus exactement la valeur $G^4 = \frac{S^2}{s^2}$ indiquée par le principe, mais une valeur un peu supérieure.

C'est pourquoi j'ai préféré déterminer K expérimentalement dans les conditions mêmes d'observation. (fig. 7)

On peut remarquer, sur la figure 6, que le grand miroir concave M doit avoir un diamètre suffisant pour supporter l'élargissement du faisceau. Ceci a été obtenu en diaphragmant le miroir m à un diamètre utile de 6mm. qui correspond, pour le grand miroir, à une surface utilisée de 108mm. de diamètre environ sur un diamètre total de 14cm. L'élargissement, qui porte sur 2cm., laisse une certaine marge de sécurité nécessaire pour avoir la certitude de pouvoir étudier l'homogénéité sur la totalité du flux émergent.

Pour mesurer la constante K, j'ai fait construire à l'atelier d'Optique de l'Observatoire de Paris, un télescope auxiliaire permettant de projeter un faisceau lumineux, homogène et stabilisé (fig. 7). Il se compose d'une lampe stabilisée éclairant uniformément un disque de verre opale de 12mm de diamètre. Pour obtenir un faisceau parallèle, on interpose un objectif de microscope qui donne une image ponctuelle de ce disque. Un faisceau élargi est obtenu directement à partir du disque avec un angle de $32'$ représentant le diamètre solaire. L'ajustement de la puissance lumineuse, dans l'un et l'autre cas, est obtenu par réglage de l'intensité de la lampe stabilisée.

La mesure de la constante K est alors simple, puisqu'il suffit de recevoir le flux parallèle par l'objectif, et le flux genre solaire, d'intensité relative connue, par le miroir oculaire. Cette mesure a été faite de très nombreuses fois et avec des combinaisons de miroirs différentes. Je ne donne que le résultat du système qui a été effectivement employé pour les mesures et avec les réglages réalisés pour les observations. Entre deux démontages successifs de l'optique, je n'ai pu mettre en évidence de changements mesurables, mais lorsqu'il était nécessaire de reprendre les réglages pour remonter

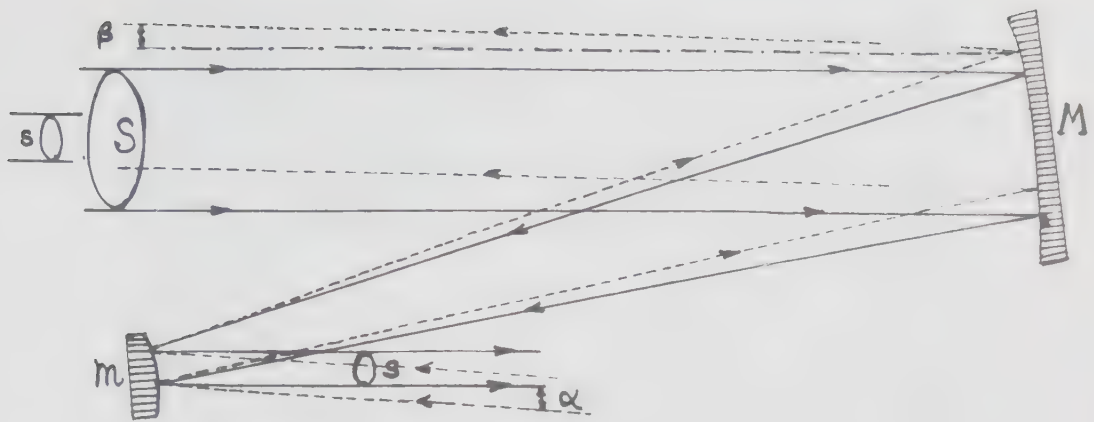


Fig. 6

REPRÉSENTATION SIMPLIFIÉE DU TRAJET DES FAISCEAUX LUMINEUX DANS LE MONTAGE DU TELESCOPE DE CASSEGRAIN "OBLIQUE"

- En traits pleins : faisceau parallèle provenant d'une étoile (position amplificatrice de flux)
- En traits discontinus et dans le sens inverse : faisceau provenant d'un bord du Soleil
(position réductrice de flux).

Effets du diamètre apparent du Soleil pour la même surface s utilisée sur le miroir convexe m

- 1 - Le flux solaire est réparti sur une surface plus grande du miroir concave M
- 2 - Le faisceau émergent continue à s'élargir d'un angle β par rapport à un faisceau parallèle.

(Pour la clarté du dessin les angles ont été considérablement augmentés et le miroir plan P repliant l'instrument a été omis. Avec les caractéristiques des miroirs employés (fig) $\beta = \frac{\alpha}{18}$ soit environ 0,9).

l'instrument après nettoyage, aluminure ou modification, la nouvelle constante déterminée différait de 1 à 2% de la précédente, tout en gardant autant de stabilité qu'auparavant.

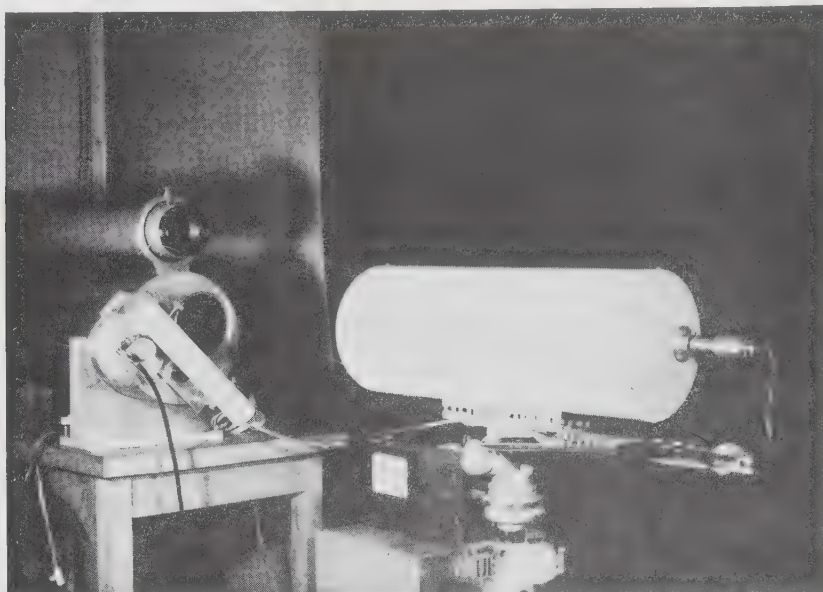


Fig. 7

Mesure de la constante optique K entre les emplois en position amplificatrice (ci-dessus) et en position réductrice d'éclat.

Au premier plan, la source de référence à faisceaux parallèles construite au Laboratoire d'Optique de l'Observatoire de Paris.

L'effet de l'élargissement du faisceau solaire (fig. 6) a la valeur suivante. α est le demi-diamètre solaire, soit $16'$; β vaut avec les focales employées $\frac{\alpha}{18} = 0,9$. La surface de mesure est à 160 cm du miroir M. Dans ces conditions, l'élargissement du diamètre du faisceau est, en mm :

$$\delta = \frac{1600 \cdot 2\pi \cdot 1,8}{22\,600} = 0,84$$

Le rapport de la surface normale du faisceau à la surface augmentée, donne l'affaiblissement de la lumière sur la surface de mesure qui reste constante. Ce rapport est exprimé en magnitude dm. Cet élargissement est appliqué à un diamètre plus ou moins grand, suivant le diaphragme de la pupille d'entrée employé. Il y a donc les corrections légèrement différentes; en voici trois exemples: avec un flux émergent de 50mm de diamètre (le plus petit que j'aie employé) $dm = 0,035$ mag. Pour 120 mm, correspondant à une pupille s de 6mm de diamètre, l'effet n'est plus que de 0,014 mag. Sans diaphragme, avec la totalité du miroir de 2 cm, l'effet tombe à 0,004. Dans ce cas, le faisceau émergent est

tronqué, et l'étude de l'homogénéité doit être faite par déplacement de l'axe de visée, mais la méthode reste valable.

Tout ce qui précède montre les précautions que j'ai dû prendre au cours des mises au point et mesures. Plusieurs constantes K ont été ainsi déterminées. Seule importe celle qui a été choisie pour effectuer les mesures définitives. Après de nombreuses mesures, j'ai trouvé :

$$K = - 12,610 \pm 0,003 \text{ mag.}$$

Les écarts internes sont de quelques millièmes de magnitude. La précision du système électronique de mesures employé est étudié au chapitre "électronique". C'est elle qui limite la précision des mesures : elle est d'environ 0,25% dans les meilleures conditions. K diffère de la valeur attendue d'après les caractéristiques géométriques, pour un flux parallèle, qui est d'environ 12,50 mag. La différence entre 12,61 et 12,50 soit 0,11 mag renferme tous les effets que je viens de signaler.

Pour assurer une mise en place précise de l'instrument en position d'observation, je dispose d'une lunette guide de 150 cm de distance focale, qui est solidaire du photomètre. D'autre part, le miroir escamotable permet d'examiner le champ d'observation juste devant le photomultiplicateur.

Le guidage sur le Soleil a été réalisé grâce à l'interposition d'un filtre atténuateur, réfléchissant, de valeur élevée, devant l'objectif de la lunette auxiliaire.

Les différents auteurs qui ont critiqué les mesures anciennement effectuées, (en particulier Martinov), ont insisté sur la nécessité absolue d'opérer dans un système photométrique parfaitement défini. J'ai choisi le système U, B, V en raison du grand nombre de mesures qui y ont déjà été effectuées ou rattachées (Johnson et Morgan). Mais il est évident qu'une adaptation de nouveaux filtres ou photomultiplicateurs permettrait des mesures dans n'importe quel autre système.

La détermination du système photométrique photoélectrique peut se réaliser en deux temps. En premier lieu, on doit déterminer la longueur d'onde efficace du récepteur muni de tous ses accessoires, filtres, miroirs, etc... et, éventuellement, faire les adaptations nécessaires pour que la forme de la courbe de réponse, en fonction de la longueur d'onde incidente, soit très proche des données de référence.

Dans un second temps, les mesures effectuées sur une série d'étoiles brillantes qui constituent les étalons primaires du système U, B, V, sont comparées aux magnitudes de ces étoiles, connues avec précision. Il est ainsi possible de déterminer parfaitement les petites corrections pour passer de notre système "quasi U, B, V" à celui de Johnson-Morgan que nous affecterons de l'indice JM. Les corrections sont mises sous la forme de trois constantes X, Y et Z.

$$V_{JM} = V + X(B-V)$$

$$(B-V)_{JM} = Y(B-V)$$

$$(U-B)_{JM} = Z(U-B)$$

Les deux premières constantes X et Y expriment qu'il y a une relation linéaire entre les magnitudes V_{JM} , V, et B. Cette relation existe du fait que pour les domaines bleu, vert et jaune, la magnitude varie linéairement en fonction de $\frac{1}{\lambda}$ (la figure 22, dans la dernière partie de l'ouvrage, donne les limites de cette dépendance).

A partir d'une magnitude monochromatique m_0 d'une étoile, valable pour la longueur d'onde λ_0 dans cette région spectrale, on peut alors exprimer la valeur de V en fonction de $(\frac{1}{\lambda})$:

$$V = m_0 + k\left(\frac{1}{\lambda_V} - \frac{1}{\lambda_0}\right)$$

k étant une constante propre à chaque étoile

λ_V la longueur d'onde efficace pour la couleur V

V_{JM} et B s'expriment identiquement.

L'élimination de m_0 , k et $\frac{1}{\lambda_0}$ entre les trois équations obtenues, donne la relation :

$$V_{JM} = V + X(B - V)$$

où X ne dépend plus que des longueurs d'onde λ_V , λ_B ... Une seconde équation existe pour B_{JM} , qui se met directement sous la forme :

$$(B - V)_{JM} = Y(B - V)$$

Quant à la troisième constante Z, son cas est différent. Je le reprendrai plus loin. Mais il est visible (fig. 22) que dans ce domaine la magnitude ne varie plus linéairement en fonction de $(\frac{1}{\lambda})$.

Elle devra donc être déterminée expérimentalement à partir de la séquence-étalon, chaque étoile donnant une valeur de Z en relation avec son type spectral.

Il faut considérer dans ce cas, que les systèmes photométriques n'étant pas différents, mais au contraire les plus proches possibles physiquement, les corrections resteront petites. Le zéro de l'échelle des magnitudes B est fixé de manière à obtenir la valeur $(B - V) = 0$ pour le type AO V (Véga)

Description du photomètre.

Le photomètre a été conçu à partir d'un photomultiplicateur Lallemand à 20 étages d'amplification, olivier VIII, à couche césium-antimoine. Les filtres choisis pour isoler les 3 couleurs U, B, V, ont été calculés en fonction de la courbe de sensibilité de la photocathode. J'ai résumé leurs caractéristiques dans le tableau suivant :

Table 1

Couleur	Filtre	épaisseur
U	Schott UG ₁	1mm
B	Schott BG ₁₂ Schott GG ₁₃	1mm 2mm
V	Schott OG ₄	1mm

Ces filtres sont montés sur un disque ajouré qui les présente successivement devant la fenêtre du photomultiplicateur.

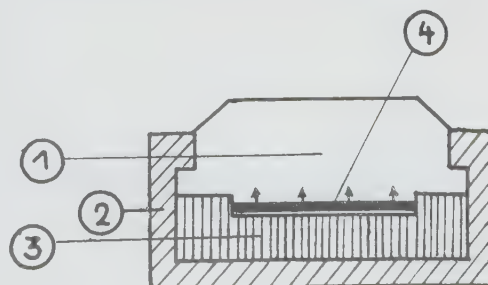
Pour assurer l'étanchéité lumineuse et en même temps la protection des écrans contre les poussières, l'ensemble est placé dans une boîte étanche (fig. 3). La commande à distance de la position des filtres est extérieure. Elle consiste en un clavier à six touches qui est couplé avec un solénoïde Ledex muni d'un sélecteur rotatif. Le détail du montage est indiqué dans la partie de l'exposé consacrée à l'électronique (fig. 12). Le principe consiste à établir un contact en enfonçant l'une des touches. Un courant circule alors dans le solénoïde et fait tourner une armature solidaire du porte-filtres. Le sélecteur rotatif coupe le contact lorsque la position désignée par la touche est obtenue. Un montage à billes définit avec précision l'arrêt et le maintien en place du disque. J'ai ainsi défini six positions dont l'affectation est la suivante :

- trois sont réservées aux filtres colorés U, B, V
- une est opaque pour mesurer le courant d'obscurité.
- deux positions sont réservées à des étalons de brillance destinés à servir de référence pendant le déroulement des mesures. Je vais les décrire succinctement. Ce sont deux disques présentant une luminescence constante obtenue par excitation à l'aide d'un radioélément, en l'occurrence le Strontium 90. La réalisation, exécutée suivant une méthode étudiée à Saclay, consiste à déposer

Fig. 8

- 1 - Altuglas
- 2 - Laiton
- 3 - Plomb
- 4 - Strontium 90 et peinture luminescente.

Source lumineuse à Strontium 90.



une solution titrée de radioélément sur un petit disque d'Altuglass enduit d'une couche homogène de peinture présentant les qualités de luminescence voulues. Pour éviter toute contamination par le produit, lui-même très toxique, et par le rayonnement γ , l'ensemble est entouré de plomb et serti dans un étui de laiton parfaitement étanche. La partie luminescente est seule visible à partir d'une épaisse lentille d'altuglass. Placées au niveau des filtres, ces sources étalons sont enregistrées entre les mesures U, B, V. Elles déterminent une référence de luminosité identique à celle que l'on obtiendrait en employant une lampe électrique stabilisée, projetant un petit faisceau lumineux sur la photocathode. Ces deux sources, qui figureront dans les enregistrements sous le signe de S_1 et S_2 , disparaîtront dans les calculs définitifs. Leur rôle se borne à la définition de deux magnitudes constantes d'étoiles fictives, pendant toute la durée des mesures de jour et de nuit. L'une est environ quarante fois plus brillante que l'autre; leur comparaison permet, à chaque mesure, de contrôler les variations éventuelles d'amplification du courant photoélectrique, soit au niveau du multiplicateur (variations, volontaires ou non, de haute-tension), soit dans la suite de la chaîne amplificatrice.

L'emploi de ces étalons de brillance, au lieu d'une lampe stabilisée, représente une amélioration considérable dans ces 3 domaines :

a) Stabilité. La période du Strontium 90 est de 25 ans. La brillance de l'étalon diminue donc de moitié pendant ce temps. L'ordre de grandeur de la variation est d'un millième en 20 jours. Il serait nécessaire d'en tenir compte si l'on voulait faire des mesures comparatives pendant plusieurs années, ou même pendant quelques mois. Mais dans les conditions d'emploi, c'est-à-dire pour des séries de comparaisons Soleil-étoile dont la durée n'excède pas 16 à 18 heures chacune, la correction n'est jamais nécessaire.

Les observations définitives ont été faites à la station de recherches du Jungfraujoch, au cours du mois d'août. La température de la coupole était peu variable autour de zéro, en prenant la précaution de protéger les instruments de l'action directe des rayons solaires, $+5^\circ$ le jour et -2° la nuit. Dans ces conditions, je n'ai pas pu mettre en évidence de variation de luminescence en fonction de la température. Cette question devrait être reprise dans le cas où les observations seraient conduites avec de grandes variations diurnes de température, qui seraient d'ailleurs préjudiciables à d'autres titres. Un système de climatisation devrait sans doute être alors construit pour les étalons de brillance, le photomultiplicateur et le préamplificateur.

b) Rapidité. Une simple touche à enfoncer permet d'effectuer une comparaison entre les éclats de l'astre et de l'étalon, sans déplacer l'axe de visée. Cela permet d'employer au maximum les très belles journées que les astronomes trouvent si rares, en obtenant un enregistrement sans aucun temps mort.

c) Étanchéité lumineuse. Le problème de la comparaison en plein jour du Soleil avec une lampe étalon de type classique posait des conditions d'étanchéité lumineuse dont la réalisation était peu facile. L'installation des étalons dans le boîtier même des filtres, qui se trouve obligatoirement étanche à la lumière, représente une solution heureuse, permettant d'éliminer toute action parasite.

La tête photométrique décrite a été ensuite étudiée dans le but de déterminer la longueur d'onde efficace dans chacune des trois bandes U, B, V. Il est nécessaire de la définir avec beaucoup de soin. La photométrie hétérochrome ne peut se ramener à la photométrie monochrome que si la forme de la réponse de l'appareillage est parfaitement établie en fonction de la longueur d'onde de la manière suivante: bien que la terminologie varie suivant les auteurs, il est possible, pour chaque bande spectrale isolée par un filtre, de calculer une longueur d'onde effective, efficace ou équivalente.

Si, en simplifiant, on appelle $\phi(\lambda)$ la réponse du système de mesure à un flux incident ϕ de longueur d'onde λ , compte tenu des filtres interposés, des réflexions sur les miroirs aluminés, et de la sensibilité particulière de la photocathode, cette longueur d'onde a pour définition :

$$\lambda_e = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \lambda \phi(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi(\lambda) d\lambda}$$

λ_1 et λ_2 sont les longueurs d'onde extrêmes du domaine isolé dans chaque zone U, B, V. Cette définition ne donne une longueur d'onde efficace, indépendante de la répartition d'énergie de la lumière

incidente, que dans le cas où cette intensité varie lentement en fonction de la longueur d'onde (Wesseling - 1950). Cela n'est pas réalisé, en particulier, dans les deux cas suivants : lorsque le domaine spectral où l'on fait l'intégration est trop étendu, ou lorsqu'il est à cheval sur la discontinuité de Balmer dans l'ultraviolet.

Les filtres U, B, V, ont l'inconvénient d'isoler un domaine spectral assez étendu et il est certain, comme nous le verrons, que la longueur d'onde efficace dépend légèrement de la source de lumière, ce qui veut dire, en d'autres termes, que les astres mesurés ne sont pas traités de la même manière lorsqu'ils ont une couleur différente. Mais il est un fait sur lequel il n'est pas inutile d'insister : non seulement, il faut déterminer cette longueur d'onde efficace dont les caractéristiques viennent d'être données, mais il est nécessaire que la courbe de réponse du photomètre soit le plus près possible des courbes types. En effet, il est évident que beaucoup de courbes de réponse un peu différentes pourraient donner la même longueur d'onde efficace et cela n'aurait pas beaucoup d'importance si les domaines U, B, V, n'étaient pas aussi larges.

Mais, dans ce cas précis, seule la rigueur des caractéristiques des photomètres peut, dans l'avenir, donner des mesures reproductibles pour des étoiles de couleurs différentes. Il suffit d'examiner la dispersion des valeurs trouvées, suivant les différents auteurs, pour comprendre l'importance de cette calibration. Mais, comme jamais deux photomultiplicateurs, jamais deux filtres ne seront identiques, l'ultime précision possible sera obtenue par l'étude d'une séquence d'étoiles standard du système choisi.

La détermination de la longueur d'onde efficace du récepteur composé du photomultiplicateur, des filtres et des miroirs aluminés a été faite à l'aide du monochromateur-enregistreur Perkin-Elmer. Le courant de réponse a été ainsi enregistré pour chaque longueur d'onde d'une lumière stable. On a ainsi obtenu une courbe pour chaque bande U, B, V. Ensuite l'énergie répartie dans le spectre de la lumière utilisée a été mesurée à l'aide d'un thermocouple de précision, en fonction aussi de la longueur d'onde. Après cette calibration, nous avons ramené par le calcul, la réponse du photomètre à ce qu'elle serait si la lumière incidente avait une répartition d'énergie constante en fonction de la longueur d'onde. Les trois courbes définitives (fig. 9) ont été comparées à celles publiées par Johnson-Morgan et les longueurs d'ondes efficaces calculées par intégration sur les courbes originales à grande échelle.

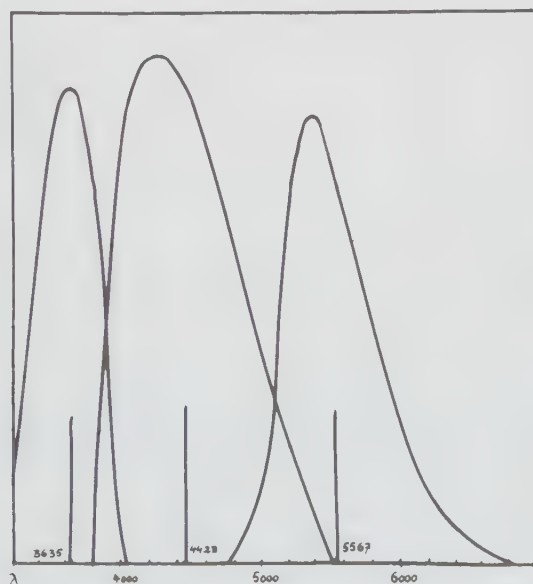


Fig. 9

Courbes de réponse du photomètre, dans les trois domaines UBV, pour une répartition spectrale constante de l'énergie en fonction de la longueur d'onde.

Table 2

Couleur	λ_e Johnson-Morgan	λ_e calculée	$\lambda_e \odot$
U	-	3635	3530
B	4430	4428	4480
V	5570	5567	5540

Les valeurs trouvées sont ainsi très proches de Johnson-Morgan, à la précision des mesures. Le système "Quasi U, B, V" obtenu ne s'écarte pas trop du système original et il sera possible d'obtenir les petites corrections finales en fonction de l'indice de couleur des étoiles par mesures sur une séquence connue.

La longueur d'onde effective valable pour le Soleil est, comme nous l'avons déjà dit, légèrement différente; les valeurs calculées par D. Harris se trouvent dans la dernière colonne.

J'ai, comme séquence d'étoiles de comparaison, les étoiles brillantes suivantes, sélectionnées dans la photométrie et colorimétrie des planètes de Kuiper.

Table 3

Etoile	V	B - V	U - B	type MK	
α CMA	- 1,42	+ 0,01	- 0,08	A1 V	Sirius
α Boo	- 0,06	+ 1,23	+ 1,26	K2p III	Arcturus
α Lyr	+ 0,04	0,00	- 0,01	AO V	Vega
α Aur	+ 0,05	+ 0,80	+ 0,44	G8 III+F	Capella
β Ori	+ 0,14 v	- 0,04	- 0,67	B8 Ia	Rigel
α CMI	+ 0,37	+ 0,41	0,00	F5 IV-V	Procyon
α Aql	+ 0,77	+ 0,22	+ 0,08	A7 IV-V	Altaïr
α Tau	+ 0,86 v	+ 1,53	+ 1,89	K5 III	Aldebaran
β Gem	+ 1,16	+ 1,02	+ 0,84	KO III	Pollux
α Cyg	+ 1,26	+ 0,09	- 0,25	A2 Ia	Deneb
α Leo	+ 1,36	- 0,11	- 0,36	B7 V	Regulus
α Gem AB	+ 1,60	+ 0,02	0,00	A1 V + A 5m	Castor
α Ari	+ 2,00	+ 1,15	+ 1,12	K2 III	Hamal

v = variable

Cette table illustre bien le fait que, parmi les étoiles brillantes jusqu'à la magnitude 2, le choix serait très limité pour effectuer des comparaisons uniquement avec des astres du même type spectral que le Soleil.

A partir de cette séquence de comparaison, j'ai pu obtenir les constantes X, Y et Z existant entre le système U, B, V de Johnson-Morgan et le système "quasi - U, B, V" dont je me suis servi.

J'anticipe ici en donnant des résultats qui seront présentés **plus** complètement au chapitre "observations et résultats" de la deuxième partie de l'ouvrage.

La détermination de ces constantes a été faite pendant les mêmes nuits d'observation que les comparaisons sources lumineuses étoiles. Le zéro de l'échelle des valeurs a été ajusté par les comparaisons nombreuses de l'étoile Véga avec la source étalon S_1 . Le zéro de l'échelle dans le domaine B a de même été déterminé de façon à obtenir $(B - V) = 0$ pour cette même étoile de type Ao V. A partir de là, les magnitudes V observées ont été comparées aux valeurs données dans la table 3. De cette comparaison, on extrait la valeur de la constante X qui est, rappelons-le, définie par :

$$V_{JM} = V + X(B - V)$$

J'ai trouvé pour X, à partir de chaque étoile, des nombres qui s'échelonnent de 0,021 à 0,031. La formule définitive peut être mise sous la forme :

$$V_{JM} = V + 0,026 (B - V)$$

ce qui veut dire que, dans le cas du Soleil, pris comme exemple avec son indice de couleur de + 0,63, la correction nécessaire pour passer au système Johnson-Morgan est de + 0,016. Il en sera tenu compte dans les résultats définitifs des comparaisons.

La détermination de la constante $Y = \frac{(B - V)_{JM}}{(B - V)}$ requiert la comparaison des indices trouvés avec les valeurs-types. Aux erreurs de mesure près, j'ai trouvé : $(B - V)_{JM} = (B - V)$. C'est-à-dire que notre $(B - V)$ n'exige aucune correction. En effet, à titre d'exemple, voici côte à côte les indices observés et les indices de référence pour quatre étoiles de couleurs différentes encadrant le type solaire.

Table 4

	(B - V)	(B - V) _{JM}	Type spectral
Véga	0	0	A0 V
Deneb	0,093	0,09	A2 Ia
Altaïr	0,217	0,22	A7 LV - V
Capella	0,796	0,80	G8 III + F

Les indices $(B - V)_{JM}$ sont toujours tirés de la table 3. On voit facilement qu'aucune correction n'est nécessaire pour passer de l'un à l'autre des systèmes photométriques. Les nuits d'observations qui sont à la base de cette détermination sont de très bonne qualité, avec des valeurs des coefficients d'absorption en V de l'ordre de 0,13 et, en B, légèrement supérieures.

La détermination de la troisième constante $Z = \frac{(U - B)_{JM}}{(U - B)}$ est impossible, puisque, normalement, on n'a pas le droit d'écrire cette relation. Les observateurs tournent la difficulté en déterminant expérimentalement la valeur de Z en fonction du type spectral. En réalité, à la précision des mesures, une constante est valable pour plusieurs types spectraux, et l'on peut conserver seulement trois ou quatre de ces constantes pour couvrir l'ensemble des observations. C'est ainsi que sont corrigées actuellement les observations faites à partir de photomètres semblables. De ce fait, les corrections restent toujours très petites.

Mais mon but n'était pas de déterminer les corrections pour toutes les étoiles; seule la correction valable aux alentours du type solaire m'intéressait. Je l'ai donc déterminé depuis les étoiles A0 (Véga) jusqu'à G8 (Capella). Ces mesures sont groupées dans le chapitre "observations" (Table 11). On voit que $Z = 0,9$ au voisinage du type G. Les valeurs de Z sont successivement 1,25 pour A2, et 1 pour A7. De A7 à G8, la variation de Z est faible, moins de 0,1. Il est donc possible d'améliorer ainsi la précision de la comparaison.

Ces déterminations montrent qu'en particulier, pour les magnitude V et l'indice (B-V), le système de Johnson-Morgan a été reproduit avec une haute précision; l'erreur qui pourrait être introduite par notre système est inférieure à la précision des mesures dont la valeur est de $\pm 0,01$ magnitude.

Photomultiplicateur

L'optique employée et le système photométrique que nous avons déterminés, ont été présentés dans les deux chapitres précédents. Je vais décrire ici les méthodes électroniques de mesure choisies.

Le premier maillon de la chaîne est un photomultiplicateur de Lallemand à 20 étages d'amplification. Cet appareil est maintenant bien connu et employé pour des applications scientifiques très diverses. Il suffit donc de rappeler que le flux de photons tombe sur une photocathode à couche césium-antimoine qui les transforme en électrons. Ces électrons sont attirés et multipliés par une succession de dynodes, entre lesquelles existe une différence de potentiel réglable. Le flux lumineux reçu est ainsi converti en un courant électrique mesurable à l'anode. Pour une même différence de potentiel entre les dynodes, le courant débité est proportionnel au flux lumineux reçu ; il n'y a pas de calibration à effectuer comme dans le cas de la photométrie photographique. Ceci reste valable tant que l'on reste entre certaines limites d'intensité, fixées pour l'appareil. Le courant anodique maximum débité par le photomultiplicateur doit être inférieur à 5.10^{-8} A, pour éviter les effets de fatigue. Le courant minimum mesurable par les appareils enregistreurs décrits par la suite est d'environ 10^{-11} A., pour toute l'étendue de l'échelle de l'appareil soit 200mv. Si l'on veut rester dans la précision instrumentale de 0,25%, ces courants peuvent être obtenus pour différentes tensions des dynodes, c'est-à-dire avec une amplification différente qui, lorsqu'elle est connue, permet d'élargir l'étendue de la gamme de sensibilité.

Les conditions imposées ont déterminé les caractéristiques géométriques de l'optique et les valeurs des éléments électroniques, compte-tenu naturellement des mesures envisagées.

La sensibilité de la photocathode elle-même n'est pas identique sur toute son étendue. Il est important que la valeur enregistrée ne varie pas dans le cas d'un déplacement accidentel du flux lumineux. Cela peut arriver, en particulier, au cours de démontages et remontages successifs nécessités par plusieurs voyages, ou à la suite d'un choc. La fixation du photomètre sur la partie optique a été exécutée à la meilleure précision possible, ce qui doit en assurer la stabilité.

Mais j'ai eu la curiosité de mesurer les conséquences de l'instabilité éventuelle du montage. Pour cela, j'ai fait réaliser un petit appareil auxiliaire qui se visse sur le photomultiplicateur et qui permet de promener sur la surface sensible une petite plage homogène (fig. 10). Les coordonnées rectangulaires de cette plage ont été mesurées en même temps que la réponse de la cellule. Il est possible de faire une topographie de la sensibilité de la photocathode. Les résultats sont donnés dans la figure 11. L'intensité est arbitrairement fixée à 100 au centre. La surface exploratrice avait, dans cette mesure, un diamètre de 4mm.

La conclusion qu'il est possible de tirer de cette étude est qu'une précision de 1% requiert déjà un montage dont la position est stable à mieux que 0,2mm. Cette condition est ici très importante, étant donné le déplacement du photomètre entre les deux places de l'emploi. La solution a été trouvée en soignant la réalisation du pivot de rotation, et par l'emploi de butées et de vis de calage. De ce côté, je crois avoir éliminé tout risque d'erreur.

Préamplificateur et millivoltmètre électrostatiques. Principe de la mesure.

A la sortie du photomultiplicateur, on recueille un courant compris environ entre 5.10^{-8} A. et 10^{-12} A. qu'il est nécessaire de mesurer avec la meilleure précision possible. Plusieurs méthodes peuvent être proposées, mais certaines sont pratiquement inemployables dans les conditions de travail en haute montagne et avec le handicap des télescopes astronomiques mobiles en toutes directions. J'ai donc choisi la solution suivante :

Le courant débité par le multiplicateur parcourt une résistance de valeur élevée, aux bornes de laquelle il détermine une différence de potentiel. Cette différence de potentiel est mesurée à l'aide d'un millivoltmètre électrostatique enregistreur Philips (réf. PR 2201 E/21) muni d'un préamplificateur (réf. PR 7500).



Fig. 10

Appareil auxiliaire monté sur le photomultiplicateur et permettant l'étude de la sensibilité de la photocathode en fonction de la position du flux incident.

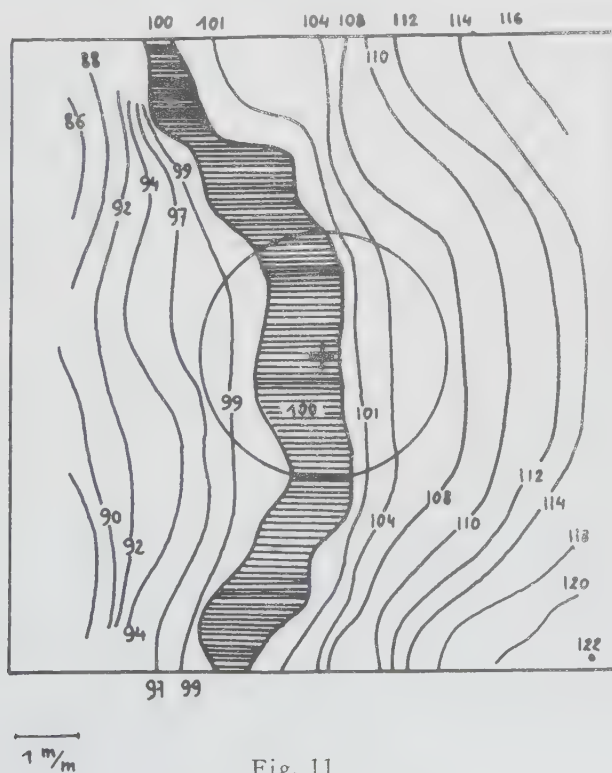


Fig. 11

Etude de la sensibilité de la surface du multiplicateur en fonction de la position de la zone employée.
Cercle explorateur : diamètre 4mm.
Valeurs ramenées à 100 pour la partie centrale.

Le principe de la mesure est le suivant : le potentiel à mesurer est comparé à une tension en provenance d'une pile étalon. La différence entre les deux est transformée par un condensateur vibrant en un courant alternatif qui est amplifié une première fois par le préamplificateur situé tout près du photomultiplicateur, puis par l'amplificateur alternatif de mesure du millivoltmètre. L'énergie de sortie commande un servo-mécanisme qui compense la différence de potentiel entre la pile de référence et la source de tension inconnue par l'intermédiaire d'un pont de Wheatstone muni d'un potentiomètre. C'est le déplacement du chariot de ce potentiomètre qui entraîne le système enregistreur.

Des dispositifs supplémentaires permettent de fixer le zéro et d'annuler les tensions superficielles des plaques du condensateur vibrant. Ce système comprend plusieurs avantages :

- La gamme de sensibilité peut être choisie à volonté par emploi d'un ensemble de résistances de charge de précision.
- Il n'est pas fait usage d'un adaptateur d'impédance. On s'affranchit des difficultés dues aux amplificateurs de courant continu qui sont toujours délicats.
- Les instruments se présentent en deux parties reliées par fils. L'un, le préamplificateur, est étanche, petit ; il se montre tout près du photomètre sur le télescope et peut prendre n'importe quelle position. L'autre, l'enregistreur, peut être placé à distance sous abri. Ces conditions sont particulièrement intéressantes dans le cas des observations d'hiver en haute montagne.

Au cours de ce travail, j'ai utilisé deux groupes d'appareils de mesure, identiques dans leur principe, mais légèrement différents dans leur montage. L'un a été employé en laboratoire, à l'Observatoire de Paris, pour l'élaboration de l'instrument et pour la mesure précise de ses constantes. L'autre a été monté à la station de recherche du Jungfraujoch, par l'équipe de M. Le Professeur Golay de Genève ; je remercie M. Golay de m'avoir permis de l'employer : j'ai évité ainsi des déplacements souvent nuisibles aux instruments délicats.

Pour ne pas surcharger ce chapitre, je vais décrire en détail le matériel installé à l'Observatoire du Jungfraujoch qui a servi aux mesures et donner les constantes que j'ai mesurées sur cet instrument

L'ensemble de mesure se compose ainsi :

- un photomultiplicateur qui débite un courant I
- une résistance de charge, choisie dans une gamme de dix valeurs croissantes, qui transforme ce courant en une différence de potentiel $V = R I$.
- ensuite un préamplificateur ; comme nous l'avons vu, il compare la différence V à un potentiel étalon et transforme cette différence en courant alternatif, en l'amplifiant.
- le courant sortant est mesuré par le millivoltmètre enregistreur à l'aide de la méthode de compensation décrite plus haut, ceci avec une échelle de 0 à 200 mV.

Des appareils auxiliaires assurent les rôles suivants :

- deux alimentations stabilisées basse-tension pour tous les appareils.
- une alimentation stabilisée haute-tension pour le photomultiplicateur.
- une télécommande de mise en place des filtres colorés et des sources étalons.
- une télécommande de sélection des résistances de charge.
- une alimentation de 12 V pour les télécommandes.

Le schéma général de principe est indiqué dans la figure 12. Les résistances de charge sont groupées dans un coffret d'acier, placé à côté du coffret contenant le préamplificateur, le tout dans une enceinte déshydratée et dont la température ne puisse descendre en dessous de -5°C . Ce coffret est placé sur la table équatoriale à côté du photomètre et de l'optique (fig. 13). La sélection de la résistance en service est commandée de l'extérieur par l'intervention de relais munis de contacts pour mesures de haute précision : il suffit de presser sur une touche de l'appareil de contrôle pour mettre en service la résistance qui donne la meilleure déviation en fonction du courant reçu, c'est-à-dire qui permet la plus grande déviation sur l'enregistreur, l'erreur d'affichage étant pratiquement constante sur toute l'échelle du millivoltmètre (0,5 mV).

Il est évident que ces résistances doivent être étalonnées avec précision, de manière que l'on sache exactement la constante dont il faut tenir compte en passant d'une échelle de sensibilité à l'autre. Cette détermination doit être effectuée assez régulièrement ; en effet, l'expérience montre qu'au cours

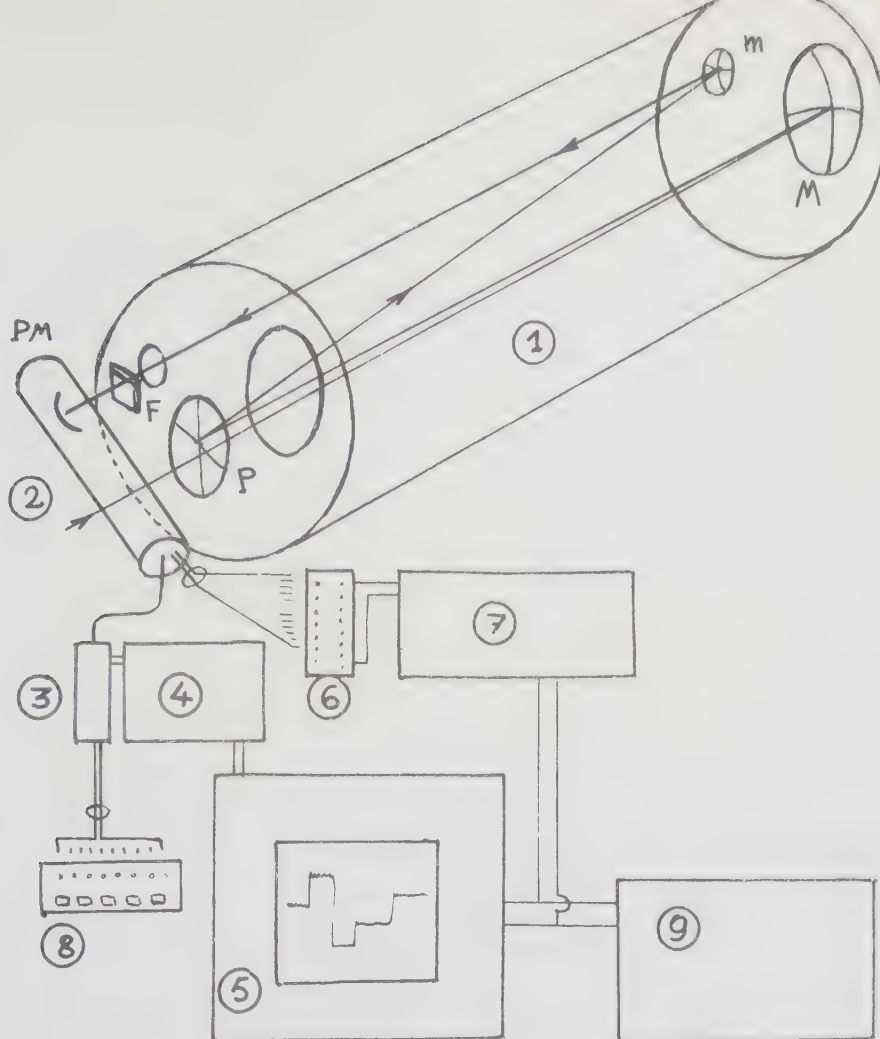


Fig. 12

Schéma général de montage.

1) Photomètre optique

M : miroir concave $F = 270$ cm
 m : miroir convexe $f = 15$ cm
 P : miroir plan. Axe de rotation.
 d : diaphragme
 F : filtre.

2) Photomultiplicateur

3) 10 résistances de charge

4) Préamplificateur PR 7500

5) Millivoltmètre électrostatique enregistreur PR 2201 E 21

6) Potentiomètre haute tension

7) Alimentation haute tension

8) Commande à distance des résistances de charge

9) Alimentation stabilisée basse tension.

du temps, une légère évolution peut avoir lieu, modifiant les rapports de quelques résistances, étant donné surtout l'extrême précision des constantes que j'ai désirée obtenir. Au cours des mesures définitives du mois d'août 1962, ces valeurs ont été régulièrement déterminées entre chaque série d'observations.

Table 5

N° des résistances	Valeur de la résistance en M Ω	Intensité en A pour toute la déviation enregistrée (200mV)
1	5,3	$3,8 \cdot 10^{-8}$
2	10,3	$2 \cdot 10^{-8}$
3	20,5	10^{-8}
4	46	$4,3 \cdot 10^{-9}$
5	95,8	$2,1 \cdot 10^{-9}$
6	195	10^{-9}
7	438	$4,5 \cdot 10^{-10}$
8	930	$2,2 \cdot 10^{-10}$
9	1930	10^{-10}
10	4440	$4,5 \cdot 10^{-11}$

Les résistances de charge ont été choisies pour permettre d'enregistrer à la fois le courant maximum admissible par la cellule et le courant minimum mesurable à la précision requise (au moins 0,5%). Ces valeurs sont les suivantes, chacune représentant environ le double de la précédente. Le courant mesuré pour toute l'échelle de 200mV est indiqué simultanément (table 5).

Pour obtenir les constantes entre les différentes échelles, il suffit de connaître non la valeur exacte des résistances mais leurs rapports deux à deux. Ces rapports ont été déterminés de la manière suivante : l'une des petites sources-étalons à luminescence a été placée devant le photomultiplicateur. Le courant constant produit a créé une différence de potentiel successivement aux bornes de deux résistances R_1 et R_2 ; deux déviations D_1 et D_2 ont été enregistrées par le millivoltmètre. Si les précautions ont été prises pour maintenir constante l'alimentation du photomultiplicateur, le courant débité reste constant et $\frac{R_1}{R_2} = \frac{D_1}{D_2}$. De proche en proche, ces mesures sont étendues à tous les rapports possibles entre les dix résistances. Mais, pour passer aisément d'une échelle à l'autre, il est plus commode de calculer la correction sous forme de magnitude sous la formule classique $m = -2,5 \log \frac{D_1}{D_2}$. C'est sous cette forme que les résultats sont présentés dans le tableau n° 6.

La précision de ces constantes intervient évidemment dans le résultat final. l'erreur d'affichage de la déviation de 0,5 mV est pratiquement constante sur toute l'échelle. Aussi il est intéressant d'avoir la plus grande déviation possible, l'erreur relative étant minimum pour 200 mV, soit 0,25% pour une mesure. La variation de la multiplication du photomultiplicateur permet ajustement, par une simple variation de haute tension.

D'autre part, les mesures sont nombreuses et la précision est aussi améliorée. Certains rapports sont meilleurs que d'autres. Sans doute faut-il voir là un effet de la qualité propre et de la stabilité de chaque résistance ou peut-être même des contacts. Plusieurs séries de déterminations donnent des résultats dont les écarts maxima ne dépassent jamais 0,001 mag.

Les premiers sont donc déterminés avec une très grande précision ; facilement le millième de magnitude. Pour les autres, on peut penser qu'il suffit d'effectuer beaucoup de mesures pour calculer la valeur définitive par les procédés habituels. Je l'ai fait, mais une meilleure méthode a été finalement employée. En effet, les variations de contact ou d'état de la résistance ont une période assez longue, la valeur qui sera employée peut-être déterminée sur la déviation même en intercalant cette mesure

Table 6

Etalonnage des résistances.

(1)	2/1	3/2	4/3	5/4	6/5	7/6	8/7	9/8	10/9
(2)	0,724	0,750	0,877	0,804	0,780	0,878	0,835	0,828	0,886
		3/1	4/2	5/3	6/4	7/5	8/6	9/7	10/8
		1,474	1,627	1,681	1,584	1,658	1,713	1,663	1,714
			4/1	5/2	6/3	7/4	8/5	9/6	10/7
			2,351	2,431	2,461	2,462	2,493	2,541	2,459
				5/1	6/2	7/3	8/4	9/5	10/6
				3,155	3,211	3,339	3,297	3,321	3,427
					6/1	7/2	8/3	9/4	10/5
					3,935	4,089	4,174	4,125	4,207
						7/1	8/2	9/3	10/4
						4,813	4,924	5,002	5,011
							8/1	9/2	10/3
							5,648	5,752	5,888
								9/1	10/2
(1) Numéro de s résistances employées								6,476	6,638
(2) Correction en magnitude									10/1
									7,362

dans le cours de l'enregistrement. Dans ces conditions, la valeur du rapport est certainement plus proche de la réalité que celle obtenue par de nombreuses déterminations indépendantes et à des époques différentes. L'erreur finale peut donc être ramenée ainsi à celle des meilleures résistances, soit $\pm 0,001$ mag.

D'ailleurs, l'ensemble des dix résistances a été suivi au cours du temps. Les mesures obtenues par l'équipe de M. Golay montre une légère variation de certains rapports. On s'affranchit ainsi d'une cause d'erreur en mesurant ces constantes au moment même de l'emploi.

A titre d'exemple, voici la variation entre trois séries de mesures effectuées 1) antérieurement à avril 1961 2) en janvier 1962 3) en août 1962 pour seulement quelques rapports consécutifs. Les valeurs sont données en magnitude (Table 7).

Table 7

Rapport	Valeur antérieure à février 1961	mesures janvier 1962	mesures août 1962
2/1	0,723	0,723	0,724
3/2	0,747	0,749	0,750
4/3	0,877	0,884	0,877
5/4	0,797	0,810	0,804
6/5	0,772	0,793	0,780
7/6	0,877	0,891	0,878
8/7	0,819	0,867	0,835
9/8	0,793	0,836	0,828
10/9	0,903	0,908	0,886

L'examen de cette table montre qu'en 18 mois, certains rapports n'ont pas varié, au millième de magnitude près; quelques autres présentent des écarts quelque peu plus grands mais toujours faibles.

Millivoltmètre enregistreur.

Le dernier échelon de la chaîne de mesure est le millivoltmètre enregistreur, étroitement lié au préamplificateur. Le principe de mesure a été exposé plus haut; l'échelle unique de sensibilité varie de 0 à 200 mV. La précision de la mesure est de 0,25% soit 0,5 mV. pour cette échelle et le temps de réponse inférieur à 2 secondes jusqu'à une impédance d'entrée de 10^9 ohms. La précision relative est variable sur toute l'étendue de l'échelle des tensions. En effet, si l'erreur de 0,5 mV correspond bien pour 200 mV à 0,25% d'erreur relative, elle passe à 0,50% pour une déviation de 100 mV. Il faut donc toujours effectuer les mesures avec la déviation maximum, ce qui est possible par le choix judicieux de la résistance de charge. Ces résistances sont choisies de telle manière que la progression de leurs valeurs soit proche de 2 (table 5). Dans ces conditions, on peut toujours, dans les limites qu'elles définissent, en trouver une qui donne une déviation comprise entre 100 mV et 200 mV. La précision relative est donc intermédiaire entre 0,50% et 0,25%. Pour traduire cela dans l'échelle des magnitudes, l'incertitude varie de $\pm 0,0025$ à $\pm 0,00125$ que nous pouvons arrondir à 0,002.

Précision instrumentale finale.

J'ai maintenant tous les éléments qui sont nécessaires à l'étude de la précision interne des mesures. Trois sortes d'erreurs s'accumulent dans le résultat final, qui peut être mis sous la forme suivante:

$$\Delta m_{\odot} - \Delta m_{*} = -2,5 \log \frac{D_{\odot}}{D_{*}} + K + R$$

avec : $\frac{D_{\odot}}{D_{*}}$: rapport des déviations enregistrées

K : constante optique, valeur déterminée $-12,610 \pm 0,003$.

R : constante introduite par l'emploi des différentes résistances de charge (table 6), précision: $\pm 0,001$

En tenant compte du premier terme du second membre, nous avons pour le résultat final la précision $\pm (0,003 + 0,001 + 0,002) = \pm 0,006$ mag.

En conclusion, en se limitant au domaine de la mesure et de l'enregistrement, on peut dire que l'ensemble de l'appareillage possède une précision de l'ordre du centième de magnitude, ceci comprenant le système optique qui permet de comparer le Soleil et les étoiles.

Si l'on considère, d'autre part, que la méthode de comparaison n'emploie qu'un instrument unique, on peut espérer avoir pris toutes les précautions possibles contre l'introduction d'erreurs systématiques plus importantes que les erreurs de mesures et combien plus difficiles à déterminer !

Cette première partie consacrée à l'appareillage peut paraître longue et ingrate, mais dans ce travail tout a été créé en vue d'une mesure particulière : celle de la différence entre le Soleil et les étoiles brillantes. J'ai été amené à donner des solutions nouvelles à des problèmes depuis longtemps posés et résolus différemment. Plusieurs points qui ne méritent pas de description technique m'ont arrêté longtemps, par exemple l'obtention d'une étanchéité totale pendant les mesures de jour du Soleil où seul doit arriver au photomultiplicateur le flux solaire réduit optiquement. Dans ce cas, en effet ce n'est pas seulement une lumière parasite qu'il faut éliminer, mais tout reflet; tout manque d'étanchéité peut avoir une action catastrophique sur le photomultiplicateur réglé pour fonctionner avec un flux lumineux relativement faible. Le problème a été résolu par l'ajustage mécanique, des joints aux parties mobiles et des diaphragmes. Dans les dernières vérifications effectuées au Jungfraujoch avant les observations, la valeur du courant d'obscurité, presque nul en raison de la température (janvier : -20° à -25°), était strictement la même, que le télescope soit exposé en plein soleil ou dans le noir. Que les dessinateurs et mécaniciens auxquels j'ai plusieurs fois fait modifier ou recommencer des parties de l'appareillage trouvent ici la justification de leurs efforts ! Sans cette étanchéité absolue

aucune mesure n'aurait été possible. Ceci peut se comprendre facilement : avec d'autres méthodes, c'est un flux diminué du Soleil qui pénètre dans l'instrument, que l'on vise soit un écran diffusant, soit un trou minuscule. Au contraire, ici, la visée est directement faite sur le Soleil sans aucune interposition et toute fausse manœuvre est mortelle pour le photomultiplicateur.

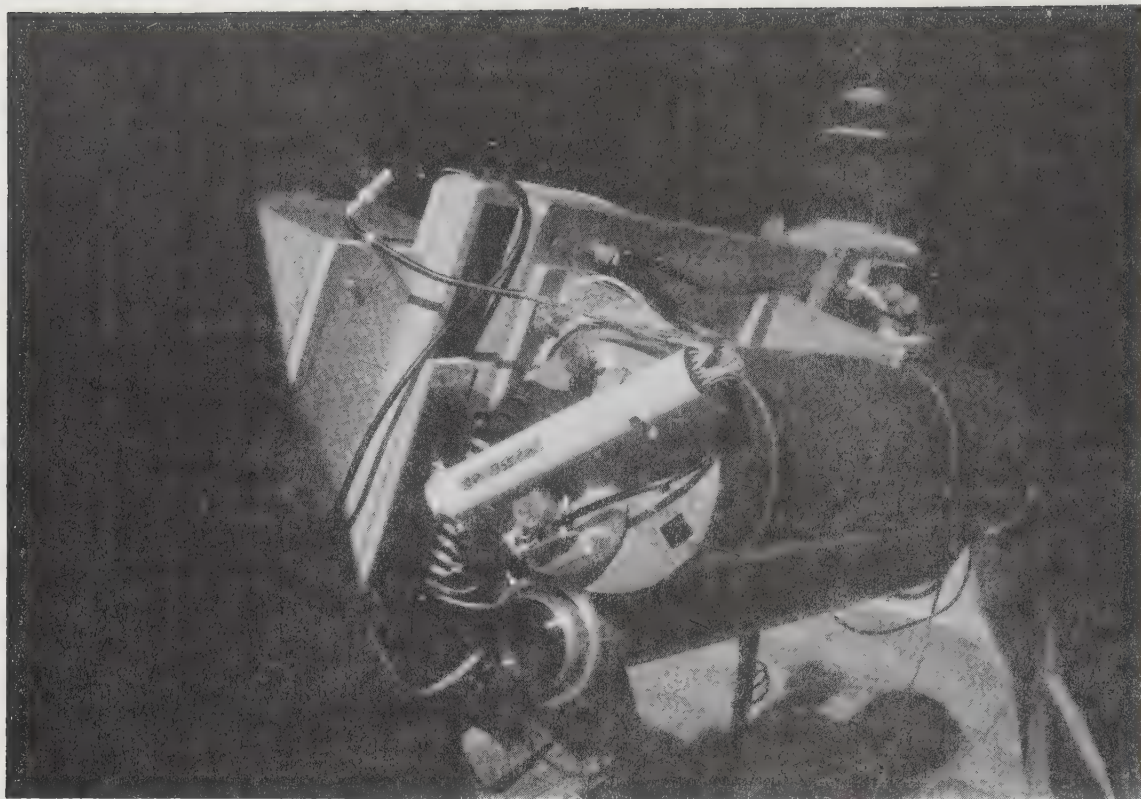


Fig. 13

Photomètre muni de son optique, monté sur la table équatoriale de l'Observatoire du Jungfrauoch. (août 1962).

Le préamplificateur et les résistances de charge sélectionnées à distance sont placées dans le coffret déshydraté et blindé visible à gauche de la table équatoriale.

DEUXIEME PARTIE

CHAPITRE I - INSTALLATION A L'OBSERVATOIRE

DU JUNGFRAUJOCH.

Au cours des études préliminaires à ce travail, j'ai admis la nécessité d'effectuer les observations en haute montagne. En effet, c'est à haute altitude que l'on est susceptible de rencontrer les plus bas coefficients d'extinction et il est possible de diminuer ainsi l'erreur que l'on peut faire en extrapolant les droites de Bouguer au-delà du zénith pour avoir les valeurs "hors de l'atmosphère".

La station choisie a été l'Observatoire du Jungfrauoch situé près de la Jungfrau, dans l'Oberland Bernois. C'est la plus haute station d'Europe qui dispose d'un équipement tant astronomique qu'électrique pouvant servir aux observations que j'envisageais. Le choix ne m'en semble pas mauvais étant donné que j'ai eu la chance d'avoir, au cours du dernier séjour, des journées et des nuits d'excellente qualité. D'autre part, l'aide matérielle apportée par les ateliers m'a permis d'effectuer quelques réparations d'urgence, nécessitées par les manipulations un peu brutales subies par les instruments au cours des multiples changements de train indispensables pour atteindre cette station.

L'Observatoire est situé sur l'arête du Jungfrauoch, à une altitude de 3.572 m. La pression moyenne enregistrée est de l'ordre de 490 mm. de mercure. Par cette pression, la variation moyenne du coefficient d'extinction en fonction de la longueur d'onde est la suivante (Rufener) :

Table 8

$\lambda(m\mu)$	345	403	427	450	541	553	585
$K(\lambda)$	0,502	0,266	0,220	0,183	0,109	0,105	0,101

les écarts à la moyenne étant les plus grandes pour les longueurs d'onde supérieures à 500 $m\mu$ (effet de l'ozone), j'ai trouvé des coefficients du même ordre pour les mesures nocturnes mais, dans l'ensemble, les coefficients sont toujours un peu supérieurs pour les mesures solaires. Peut-être est-ce un effet de l'augmentation de la température de l'atmosphère à ce moment-là.

J'ai fait trois séjours au Jungfrauoch, le premier, en février 1961, fut exclusivement réservé aux questions matérielles d'installation. Les observations ont été faites au cours des mois de janvier et d'août 1962.

Le photomètre, muni de son optique et de la lunette guide, tel qu'il a été décrit dans la première partie, a été installé sur la table équatoriale qui équipe la coupole, sur la terrasse du Sphinx (fig. 13) nom de la partie supérieure de la station de recherches). Cette table équatoriale est équipée d'un moteur d'entraînement synchrone alimenté par un courant alternatif fourni par un système à diapason (type Laffineur). Le réglage permet de suivre assez bien, soit les étoiles, soit le Soleil. A côté du télescope, sur l'autre face de la table, se trouve fixé le coffret contenant les résistances de charge et le préamplificateur à condensateur vibrant. Ce coffret est blindé à l'intérieur par des feuilles métalliques; il est déshydraté et un thermostat limite la température la plus basse possible à -5° environ. Il est relié, d'une part au photomultiplicateur, d'autre part au millivoltmètre enregistreur et aux commandes à distance qui sont placées dans une minuscule pièce légèrement chauffée, attenante à la coupole. Deux observateurs sont nécessaires : l'un dans la coupole assure le guidage et le changement des filtres par commande électrique, et aussi éventuellement le passage du photomètre de l'une à l'autre des positions de mesure; l'autre, devant l'enregistreur, choisit dans chaque cas la résistance qui donne la meilleure déviation et note les données nécessaires à la réduction des bandes.



Fig. 14

Photomètre en position d'observation solaire à l'Observatoire du Jungfraujoch.
Au fond, la Jungfrau.

Sur la face arrière de l'instrument, les touches de commande des filtres et des
sources lumineuses et le micromètre de la lunette guide.

Photographie Peter Hemrn.

Bâle- (Suisse)

Pour simplifier la terminologie, j'appellerai position I celle qui permet la mesure du Soleil, par dégagement du petit miroir, le photomètre interceptant alors le flux sortant de l'objectif. C'est la visée par l'oculaire de la lunette astronomique, c'est donc la position qui affaiblit le flux d'entrée. La position II est la position amplificatrice. Le flux, venu des étoiles, est reçu par le grand miroir-objectif et le photomètre est placé après le petit miroir-oculaire.

Il y a donc plusieurs processus d'observation distincts.

Observations solaires :

Le photomètre est en position I pendant toute la durée de l'observation. Par emploi de la commande à distance, filtres et sources étalons viennent se placer devant la photocathode, modifiant ou interceptant le flux incident. Pour les dispositions pratiques, l'ordre des mesures est le suivant :

- N courant d'obscurité du photomultiplicateur
- U filtre ultra-violet
- S₂ première source étalon lumineuse ($S_2 = 40 \times S_1$)
- B filtre bleu
- V filtre jaune
- S₁ deuxième source étalon lumineuse.

L'enregistrement a une durée de deux minutes pour chaque position. La résistance de charge qui donne la plus grande déviation est sélectionnée pour chaque mesure. Les valeurs du "fond du ciel" sont obtenues, soit dans une série faite immédiatement après, soit intercalées après la mesure de chaque couleur. L'enregistrement se fait pour chaque filtre, afin de faciliter les réductions, avec la même résistance de charge pour l'astre et le fond du ciel. Le courant d'obscurité disparaît dans la différence qui est faite directement sur l'enregistrement. Mais il doit être pris en considération pour obtenir les valeurs des sources étalons S₁ et S₂. La mesure se fait alors sur la position N.

Les sources étalons interceptent elles-mêmes le flux venant de l'astre, évitant ainsi de modifier la ligne de visée. Il n'est pas possible d'obtenir plus d'observations sur le Soleil, par exemple, puisque du lever au coucher, si le guidage est assuré, l'enregistrement est absolument continu. Un exemple est donné (figure 15).

Pour chaque déviation, il est nécessaire de noter le filtre ou la source étalon interposée, la résistance de charge employée et le temps universel de manière à calculer la distance zénithale et la correction due à la masse d'air traversée.

Observations stellaires.

Le photomètre est en position II. Les étoiles sont successivement comparées dans les trois couleurs aux deux sources étalons, l'ordre reste le même. Pour chaque étoile, il y a donc deux comparaisons pendant chaque cycle U, B, V. Il est nécessaire de décaler l'instrument pour changer d'étoile, ce qui rend les observations un peu plus longues que pour le Soleil. Pendant chaque nuit, un nombre réduit d'étoiles, 4 ou 5, pris sur la liste proposée dans la table 3, est observé de manière à pouvoir tracer, pour chacune d'elles, une droite de Bouguer, et obtenir la magnitude hors de l'atmosphère. Dans ce processus, les étoiles déterminent les valeurs précises des magnitudes des deux sources S₁ et S₂ qui ont été comparées au Soleil pendant le jour. Des observations sur la planète Jupiter ont été incluses en supplément entre celles des étoiles.

Comparaisons Lune-étoiles.

J'ai effectué un troisième genre d'observation, la comparaison de la Pleine Lune (angle de phase inférieur à 29,5) avec des étoiles brillantes. Dans ce cas, le photomètre est placé successivement sur la position I pour la Lune et sur la position II pour l'étoile et ainsi de suite. Comme la constante

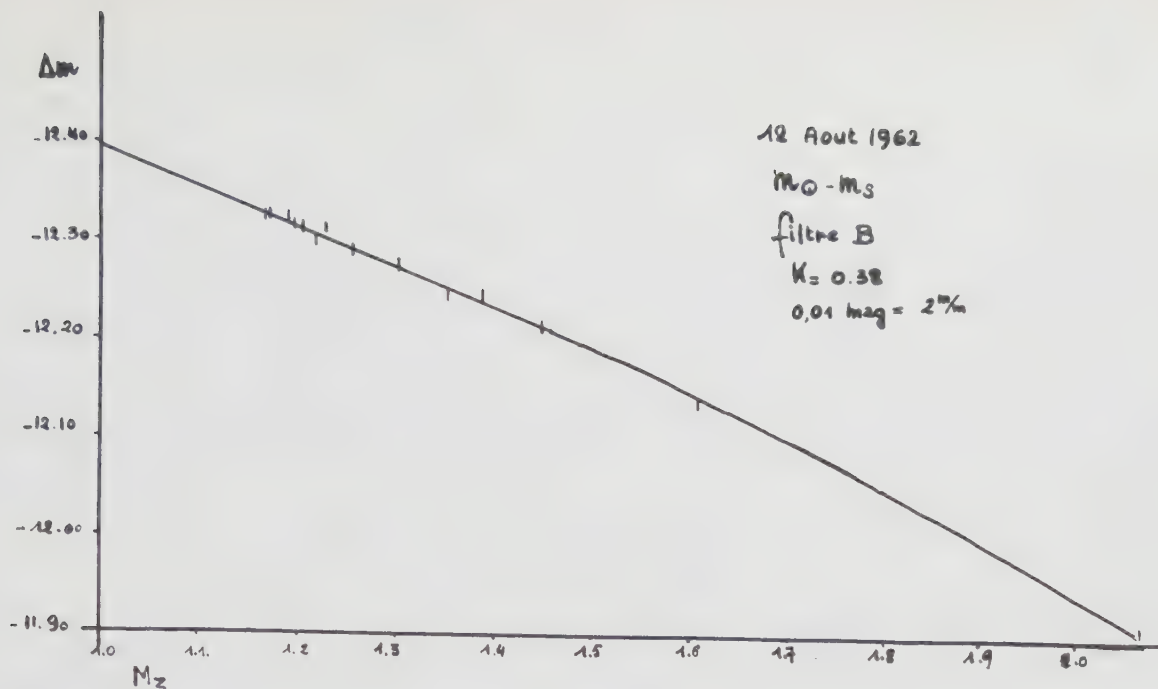


Fig. 16

Droite de Bouguer. Soleil. Filtre B
 (chaque trait vertical représente 0,01 mag.)

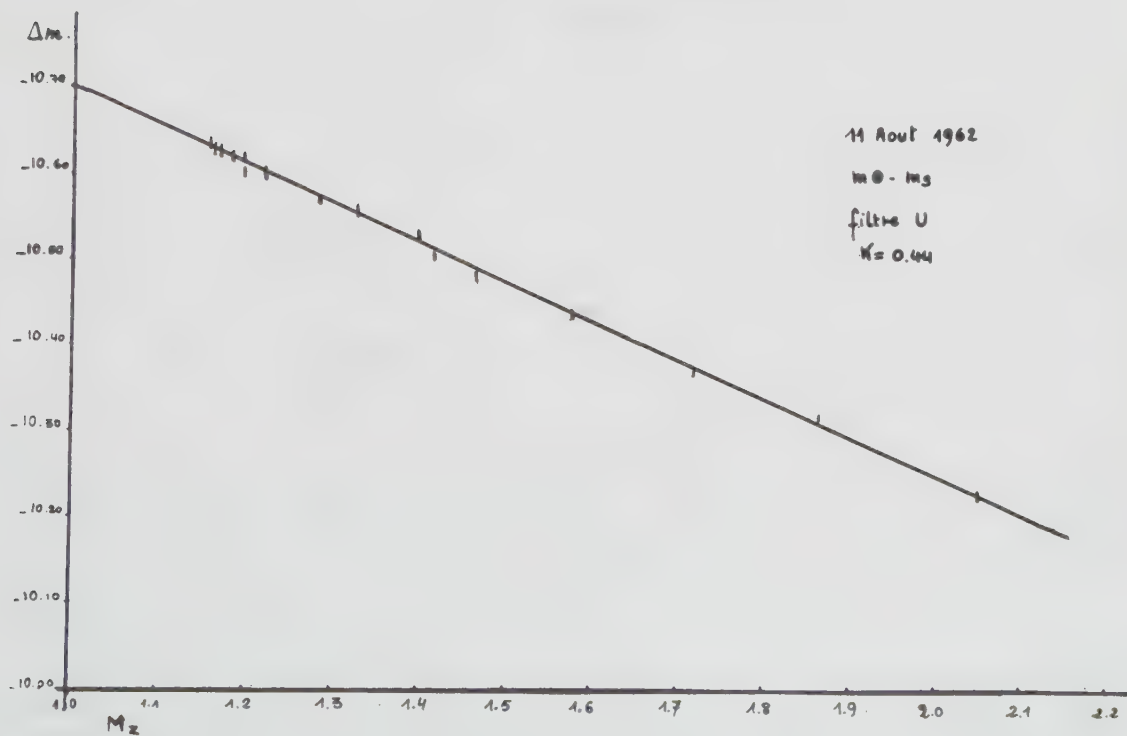


Fig. 17

Droite de Bouguer. Soleil. Filtre U

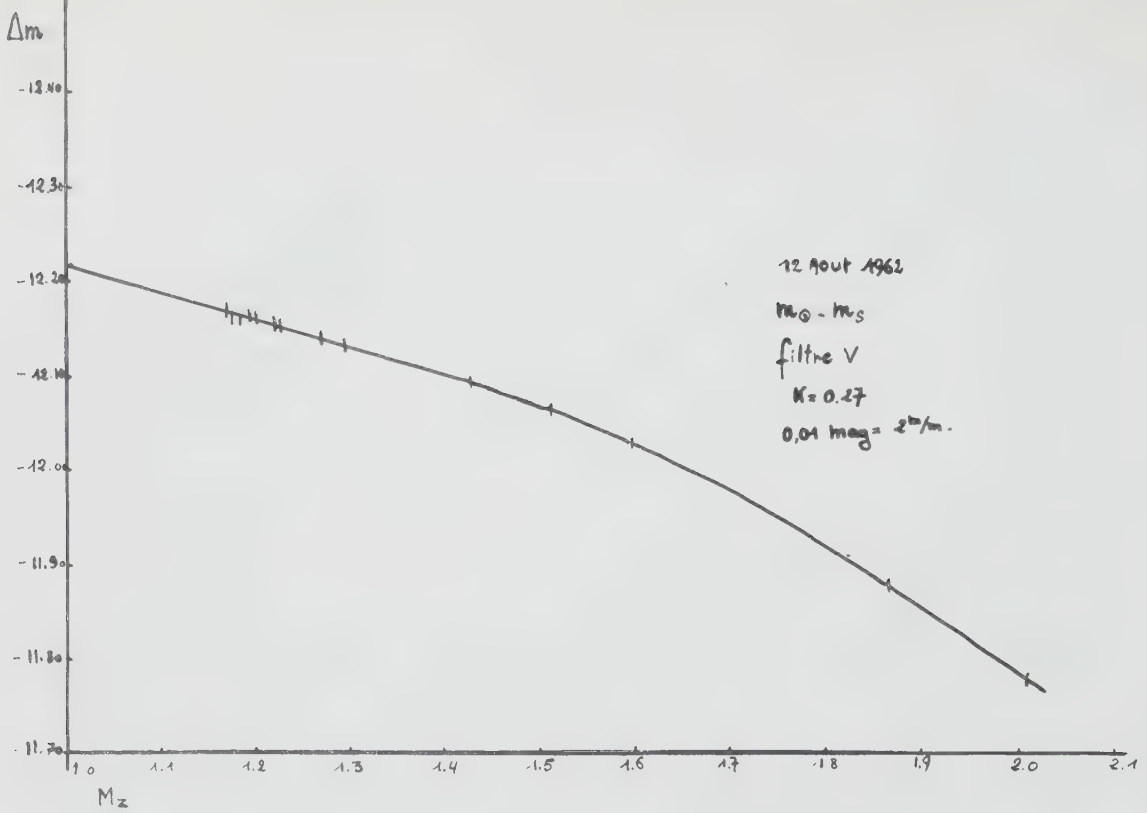


Fig. 18

Droite de Bouguer. Soleil. Filtre V

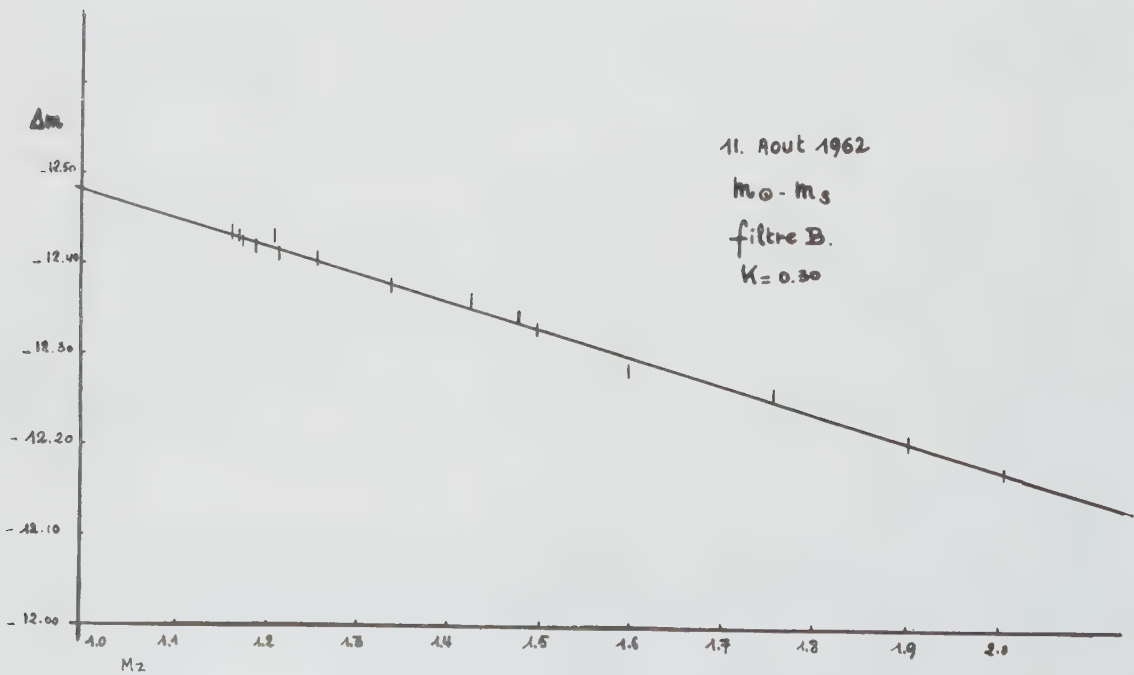


Fig. 19

Autre droite de Bouguer. Soleil. Filtre B

Le principe de l'exploitation des enregistrements comprend trois opérations distinctes :

1°) Calculer à l'aide des éléments enregistrés la différence de magnitude entre l'astre et la source étalon associée au moment de la mesure.

2°) Calculer la distance zénithale de l'étoile ou du Soleil au moment de la mesure et déterminer l'épaisseur d'air traversée.

3°) Tracer une droite de Bouguer donnant la variation de la magnitude en fonction de la masse d'air traversée. L'extrapolation de cette courbe au-delà du zénith, donne la magnitude hors de l'atmosphère terrestre.

Ces calculs nécessitent que soient notés, sur les enregistrements, les données suivantes :

R : résistance de charge employée

N, U, B, V, S₁ ou S₂, objet des mesures

TU : temps universel au moment du milieu de l'enregistrement

Ceci posé, reprenons successivement en détails les trois étapes des calculs.

1°) Différence de magnitude entre l'astre et la source étalon.

Soit D* la déviation obtenue pour un astre. Elle est mesurée sur l'enregistrement et directement corrigée de la valeur provenant du fond du ciel dans les limites du champ de l'instrument.

D_S est la déviation correspondant à la visée sur une des deux sources étalons S₁ ou S₂.

Les deux mesures sont, en général, faites avec une résistance de charge différente, d'où introduction d'une constante R tenant compte des différences de sensibilité des échelles.

La différence de magnitude entre l'astre et la source étalon est donnée par :

$$m_* - m_S = -2,5 \log \frac{D_*}{D_S} + R$$

Cette valeur représente une donnée instantanée, correspondant à une certaine heure TU, c'est-à-dire à une distance zénithale définie de l'astre.

2°) Calcul de la distance zénithale z.

Le calcul se fait en deux temps :

D'abord, z est obtenu à partir de la formule classique :

$$\cos z = \sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos H$$

$$\phi = 46^\circ 32' 53'' \text{ (latitude du Jungfraujoch)}$$

$$\delta = \text{déclinaison de l'astre}$$

$$H = \text{angle horaire au moment de l'observation}$$

A partir des valeurs de z, on détermine l'épaisseur d'air traversée au moment de la mesure en prenant comme unité l'épaisseur au zénith du lieu d'observation. La formule en usage pour l'altitude du Jungfraujoch est :

$$m_z = \sec z (1,00056 - 0,00056 \sec^2 z)$$

3°) Détermination de la magnitude hors de l'atmosphère.

J'ai tracé ensuite les droites de Bouguer correspondant à chaque série d'observation, en portant en ordonnée les différentes valeurs des magnitudes obtenues au N°1 et en abscisse les masses d'air m_z.

Les "droites de Bouguer" que j'ai obtenues ne sont pas toutes rectilignes (fig. 16 à 20), la dispersion étant très faible (0,01 mag.) pour chaque point isolé ; ce résultat est absolument certain, qu'elles qu'en soient les origines. Le coefficient d'extinction est proportionnellement plus élevé pour les observations de fortes distances zénithales (fig. 18). Cet effet est surtout marqué pour le Soleil. On peut imaginer deux hypothèses : ou bien le coefficient d'extinction en haute altitude change au

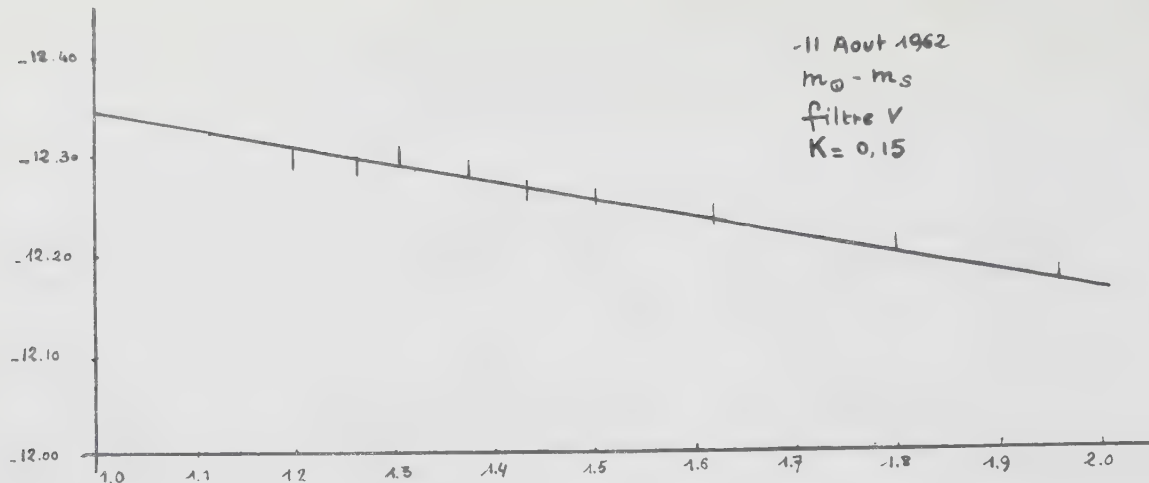


Fig. 20

Autre droite de Bouguer. Soleil. Filtre V
 (chaque trait vertical représente 0,02 mag.)

moment où le Soleil commence à réchauffer l'atmosphère et se stabilise au bout d'un certain temps, ou alors, il y avait un effet particulier déterminé par la disposition des lieux d'observation. Au mois d'août, le Soleil se lève près du Mönch et les enregistrements commençant aussitôt, il est possible que les couches d'air traversées soient dans des conditions particulières dues à la proximité de l'énorme masse de neige glacée. De jour, on ne dispose que du Soleil pour tracer la droite de Bouguer et il est donc impossible de déterminer les coefficients d'extinction dans plusieurs directions à un moment donné, ce qui aurait peut-être tranché le débat. De nuit, l'écart entre les températures des couches d'air est bien inférieur et l'effet est très petit.

Ces droites de Bouguer, prolongées jusqu'au zéro des masses d'air, donnent la différence de magnitude hors de l'atmosphère entre l'astre et les sources lumineuses étalons S_1 et S_2 .

A partir de là, les procédés varient suivant que les résultats concernent les étoiles ou le Soleil.

Dans le cas des étoiles, j'obtiens un certain nombre de résultats de la forme :

$$m_* - m_{S_1} = \Delta m_{*/S_1}$$

c'est-à-dire autant que d'étoiles observées.

avec : m_* = magnitude de l'étoile en U, B, V (table 3)

$\Delta m_{*/S_1}$ = différence obtenue avec la droite de Bouguer entre l'étoile et la source S_1 .

L'ensemble de ces valeurs permet, à l'aide de la séquence d'étoiles choisies, de déterminer les magnitudes équivalentes des 2 sources étalons S_1 et S_2 , dans les trois domaines U, B, V.

Ensuite, les magnitudes m_{S_1} et m_{S_2} , connues, servent à déterminer la magnitude solaire, car l'on a de même :

$$m_\odot - m_{S_1} = \Delta m_{\odot/S_1}$$

ou $m_\odot - m_{S_2} = \Delta m_{\odot/S_2}$, l'inconnue étant ici $m_\odot$

Cette méthode donne directement la magnitude solaire, à condition de tenir compte de la constante optique K qui s'introduit entre les mesures de jour et de nuit, soit :

$$m_{\odot} - m_{*} = -\Delta m_{*}/S_1 + \Delta m_{\odot}/S_1 + K$$

de même avec la deuxième source S_2 .

Le résultat définitif est calculé avec les magnitudes m données dans la table 3.

A titre d'exemple, voici la reproduction du relevé des mesures et du résultat des calculs effectués suivant la méthode indiquée, pour la journée du 19 août 1962, (table 9)

Les notations suivantes sont employées :

Colonne

(1) Nom de l'étoile ou de la source étalon enregistrée (N : bruit de fond)

(2) F : filtre employé

(3) r : N° de la résistance de charge utilisée (table 6)

(4) D : déviation mesurée en mm (fond du ciel déduit)

(5) Temps civil (au Jungfrauoch : TU + 1^h)

(6) Rapport $\frac{D_{*}}{D_S}$ c'est-à-dire de la déviation étoile à la déviation étalon.

(7) $dm = -2,5 \text{ Log } \frac{D_{*}}{D_S}$, en magnitude

(8) R : constante de raccordement des échelles de sensibilité, en magnitude (table 3)

(9) $m_{*} - m_{S_1}$

(10) M_z : Masse d'air exprimée en unité de masse d'air à partir du zénith du Jungfrauoch.

Table 9

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Nom	F	r	D _*	Tu	$\frac{D_{*}}{D_S}$	dm	R	$m_{*} - m_{S_1}$	M_z
Véga	B	4	116	22 ^h 41 ^m	0,6480	+0,471	-3,297	-2,826	1,050
	V	5	115	22 42	0,6424	+0,481	-2,493	-2,012	1,051
	U	6	105	22 44	0,5865	+0,579	-1,713	-1,134	1,053
S_1 - N	-	8	154						
Altafr	V	6	124	23 05	0,6927	+0,399	-1,713	-1,314	1,274
	U	7	98	23 08	0,5475	+0,654	-0,835	-0,181	1,277
	B	6	133	23 10	0,7430	+0,322	-1,713	-1,391	1,278
S_1 - N	-	8	176						
S_2 - N	-	3	100						
Deneb	B	6	145	23 23	0,8100	+0,229	-1,713	-1,484	1,000
	V	7	167	23 26	0,9329	+0,076	-0,835	-0,759	1,001
	U	7	89	23 28	0,4972	+0,759	-0,835	-0,076	1,001
S_1 - N	-	8	176						
S_2 - N	-	3	100						
Véga	B	4	123	23 49	0,6871	+0,408	-3,297	-2,889	1,146
	V	5	118	23 50	0,6592	+0,453	-2,493	-2,040	1,148
	U	6	103	23 51	0,5754	+0,600	-1,713	-1,113	1,149
S_1 - N	-	8	177						

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
S ₂ - N	-	3	103						
Altafr	B	5	99	0 ^h 04 ^m	0,5531	+0,643	-2,493	-1,850	1,361
	V	6	123	0 06	0,6871	+0,408	-1,713	-1,305	1,366
	U	7	94	0 07	0,5251	+0,700	-0,835	-0,135	1,368
S ₁ - N	-	8	182						
S ₂ - N	-	3	103						
Deneb	B	6	170	0 21	0,9497	+0,056	-1,713	-1,657	1,019
	V	7	195	0 23	1,089	-0,093	-0,835	-0,923	1,020
	U	7	101	0 24	0,5642	+0,622	-0,835	-0,213	1,021
S ₁ - N	-	8	181						
S ₂ - N	-	3	101						
Véga	B	4	108	0 36	0,6033	+0,549	-3,297	-2,748	1,255
	V	5	113	0 39	0,6312	+0,498	-2,497	-1,999	1,264
	U	6	101	0 41	0,5642	+0,622	-1,713	-1,091	1,269
Jupiter	B	3	205	0 56	1,145	-0,147	-4,174	-4,321	1,764
	V	3	234	0 57	1,307	-0,291	-4,174	-4,465	1,763
	U	5	126	0 58	0,7039	+0,381	-2,493	-2,112	1,762
S ₁ - N	-	8	176						
S ₂ - N	-	3	96						
Capella	V	5	96	1 12	0,5363	+0,677	-2,493	-1,816	2,182
	U	8	85	1 15	0,4749	+0,808	0	+0,808	2,155
	B	6	173	1 19	0,9664	+0,337	-1,713	-1,676	2,119
S ₁ - N	-	8	180						
S ₂ - N	-	3	102						
Véga	B	4	94	1 31	0,5251	+0,700	-3,297	-2,597	1,448
	V	5	102	1 33	0,5698	+0,611	-2,493	-1,882	1,457
	U	7	183	1 35	1,022	-0,024	-0,835	-0,859	1,466
S ₂ - N	-	3	101						
S ₁ - N	-	8	182						

Pour simplifier les calculs, les rapports $\frac{D_*}{D_S}$ sont calculés à partir de la valeur moyenne enre-

gistrée pour D_{S_1} . Dans ce cas particulier par exemple, $S_1 - N = 179$. Les corrections suivant l'écart à la moyenne sont ensuite effectuées différentiellement; elles sont faibles, de l'ordre de 1 à 2% au maximum. Cela permet quand même d'augmenter, par ce contrôle permanent, la précision des mesures.

Les enregistrements solaires se présentent identiquement, à la différence que les mesures sont plus fréquentes puisqu'il n'est pas nécessaire de changer la direction de visée de l'instrument. Dans ces conditions, on obtient une valeur toutes les deux minutes. Un exemple d'enregistrement solaire est donné figure 15.

Les résultats définitifs des observations sont groupés en deux parties distinctes :

- 1) Comparaison Soleil/ Etoiles. Détermination de la magnitude U, B, V du Soleil.
- 2) Comparaison Lune/ Etoiles. Détermination de la magnitude U, B, V de la Lune.

Dans tous les tableaux, le millième de magnitude a été introduit par précaution afin de ne pas perdre de précision au cours des calculs intermédiaires.

1) Comparaison Soleil/ Etoiles.

Les résultats se présentent sous la forme, d'une part, de comparaisons entre le Soleil et une source étalon S2, d'autre part de comparaisons entre cette même source et une séquence d'étoiles. Pour plus de facilité, j'ai pris la source étalon S2 comme élément de comparaison, la source S1 assurant le contrôle et éventuellement le remplacement en cas d'incident, ce qui ne s'est pas produit. La différence de magnitude entre ces deux étalons a d'ailleurs été déterminée continuellement sur les enregistrements et se situe à

$$S_2 - S_1 = -3,749 \pm 0,001 \text{ mag.}$$

Les séries de comparaison entre le Soleil et S2 aboutissent à 3 déterminations indépendantes, résumées dans le tableau suivant, le zéro des échelles B et U étant fixé pour obtenir des indices de couleurs (B - V) et (U - B) égaux respectivement à 0,00 et -0,01 pour l'étoile Véga de type A0 V (chapitre photométrie, 1 ère partie).

Table 10

Soleil - Source étalon S2 (en magnitudes)

	V	B	B - V	U	U - B
	-12,50	-11,82	+0,68	-11,66	+0,16
	-12,48	-11,80	+0,68	-11,65	+0,15
	-12,51	-11,82	+0,69	-11,68	+0,14
moyenne	112,497	-11,813	+0,684	-11,663	+0,150

Il y a lieu de remarquer que les résultats B-V et U-B obtenus sont indépendants de la comparaison avec les étoiles puisque le système photométrique a été établi une fois pour toutes conformément au système U, B, V de Johnson-Morgan. C'est donc une détermination directe de la colorimétrie du Soleil.

Les valeurs généralement admises (Kuiper 1961) sont :

$$(B - V)_{JM} = +0,63$$

$$(U - B)_{JM} = +0,14$$

On peut voir que si l'accord est très bon pour (U-B) à la précision même des mesures, il reste une différence légère en (B-V) puisque le résultat des observations est : +0,68. Nous y reviendrons dans la discussion. De la même manière, diverses étoiles ont été comparées à la source S2. J'ai conservé celles qui ont été observées le plus souvent et qui représentent un ensemble d'étoiles dont les indices de couleur encadrent celui du Soleil. Il est évident que si l'on veut obtenir une droite de Bouguer précise pour chaque étoile, il n'est pas possible d'avoir beaucoup de mesures d'étoiles différentes. Dans ce domaine, il a été nécessaire de faire un choix entre la qualité et la quantité. J'ai choisi la qualité en limitant l'observation à quatre étoiles bien situées à l'époque des observations.

Table 11

Etoiles - S2

V	(B - V)	(B - V) _{JM}	U - B	(U - M) _{JM}
Véga-S2 (α Lyr)	+1,606 +1,607 +1,600 +1,560 +1,586 +1,678	valeur moyenne égale à 0	0,00	moyenne égale à -0,01
Deneb -S2 (α cyg)	+2,704 +2,859 +2,860 +2,693	+0,089 +0,084 +0,090 +0,079	+0,09 -0,20 -0,20 -0,20	-0,25
Altaïr -S2 (α Aql)	+2,342 +2,269 +2,266	+0,200 +0,210 +0,217	+0,22 +0,10 +0,06 +0,09	+0,08
Capella -S2 (α Aur)	+1,631 +1,649	+0,677 +0,796	+0,80 +0,50 +0,47	+0,44

L'étude du tableau montre que l'accord avec les valeurs U, B, V est généralement très bon sauf quelques écarts plus importants en ultra-violet. Mais il faut tenir compte, dans ce cas, du fait que les corrections n'ont été établies, pour passer du système "quasi U, B, V" au système JM, que pour des valeurs de l'indice de couleur proches de 0,65. A partir des résultats précédents, il est possible d'établir les différences de magnitudes entre le Soleil et chacune des étoiles. Il est nécessaire alors de faire intervenir la constante optique $K = -12,610$ introduite entre les deux emplois du photomètre. Dans la table suivante, chaque valeur représente une détermination indépendante. La dernière colonne donne la magnitude solaire compte tenu de celle de chacune des étoiles. Les trois séries de déterminations Soleil-S2 ont été groupées et les différences Soleil-Etoiles comptées à partir de leur valeur moyenne. En effet, les très nombreuses mesures solaires permettent de déterminer une différence de magnitude précise entre l'astre et la source étalon. Par contre, lorsqu'il s'agit des étoiles, il est préférable de réunir les résultats obtenus par comparaison entre chacune d'elles et le Soleil, afin de permettre les corrections dues aux magnitudes qui pourraient être modifiées. Il faut encore ramener les observations solaires à la distance moyenne de cet astre à la Terre. L'effet sur la magnitude du Soleil peut être mise sous la forme suivante :

$$dm = +2,5 \log \left(\frac{r}{r_m} \right)^2$$

avec r : distance de la Terre au Soleil au moment de l'observation.

r_m : distance moyenne de la Terre au Soleil.

La correction qui intervient de ce fait a été calculée et vaut :

Table 12

Date	distance réelle	$dm_{(mag)}$
	distance moyenne	
9 août	1,01366	-0,029
11 août	1,01338	-0,029
12 août	1,01322	-0,029
13 août	1,01306	-0,028

Si nous considérons comme base le domaine visible V, l'ensemble des comparaisons du Soleil et des étoiles peut alors être mis sous la forme suivante, avec dans la colonne

- 1 différences de magnitudes, Soleil-étoile.
- 2 magnitude de l'étoile de comparaison
- 3 magnitude solaire observée
- 4 magnitude solaire à la distance moyenne.

	1 Soleil	2 m_*	3 $m_{\odot}(\text{obs})$	4 $m_{\odot}$
Véga ($\propto$ Lyr.)	-26,713	+0,04	-26,673	-26,702
	-26,714		-26,674	-26,703
	-26,707		-26,667	-26,696
	-26,667		-26,627	-26,656
	-26,693		-26,653	-26,682
	-26,785		-26,745	-26,774
Deneb ($\propto$ Cyg)	-27,871	+1,26	-26,611	-26,640
	-27,966		-26,706	-26,735
	-27,967		-26,707	-26,736
Altaïr ($\propto$ Aql)	-27,449	+0,77	-26,679	-26,708
	-27,376		-26,606	-26,635
	-27,375		-26,603	-26,632
Capella ($\propto$ Aur)	-26,738	+0,05	-26,688	-26,713
	-26,756		-26,706	-26,735
Moyenne des observations				-26,696

La précision de la mesure est fixée par les erreurs qui sont liées aux trois éléments la déter-

COMPARAISON ET DISCUSSION DES DIVERSES
DETERMINATIONS DE LA MAGNITUDE STELLAIRE
DU SOLEIL ET DE LA LUNE

Il est intéressant, après la détermination nouvelle de ces constantes, de rassembler et de comparer les valeurs obtenues depuis celle de Zöllner en 1865. La discussion des résultats a déjà été faite plusieurs fois et principalement par Russel (1916), Kuiper (1938) et finalement Martinov (1959).

Avant d'entrer dans les détails, il faut rappeler que les mesures ne sont pas directement comparables. En effet, si les premières ont été faites visuellement, une autre partie a été photographique, une troisième spectroscopique et il est aussi venu s'y mêler une mesure radiométrique. Enfin, les quatre dernières mesures sont photométriques. Il est facile de comprendre que la réduction précise à un système commun n'est qu'une vue de l'esprit. En étudiant, simplement même, les observations visuelles, on peut très bien se rendre compte qu'elles proviennent toutes de systèmes photométriques "pseudo-visuels" car tous les éléments intermédiaires, réflexion, absorption, affaiblissement, modifient considérablement les courbes finales de réponse. Un essai de rattachement assez complet a été fait par Martinov et c'est à lui que j'emprunterai les valeurs données avec d'ailleurs toutes les restrictions provenant des considérations ci-dessus.

Rappelons d'abord les différentes déterminations de la magnitude stellaire du Soleil.

En 1865, Zöllner compare une image ponctuelle et affaiblie du Soleil à l'aide de plusieurs objectifs de courte distance focale, à une étoile artificielle. Puis, cette étoile artificielle est comparée à Capella par l'intermédiaire d'un large objectif. Dans l'échelle visuelle de Harvard, la magnitude est: $m_{\odot} = -26,66$. La précision instrumentale est donnée pour $\pm 0,05$. Ensuite, toujours par l'intermédiaire d'une lampe étalon, Fabry compare le Soleil et Véga en employant un photomètre de Lummer-Brodhum et trouve: $m_{\odot} = -26,80$ (échelle d'Harvard). La même année, à Moscou, Cerasky compare Vénus et le Soleil à l'aide du photomètre de Zöllner. Le Soleil est affaibli par réfraction sur une petite lentille placée à 152 m. Ensuite, Vénus est comparée à la Polaire, Sirius et Régulus. Compte tenu de la correction due à la phase pendant la durée des observations, le résultat est $-26,60$ (Harvard).

Dans cette série de déterminations anciennes, il faut ajouter les observations de Pickering à la Jamaïque en 1901, avec une méthode de diaphragmation et des comparaisons avec Véga, Capella, Arcturus et Sirius: $m_{\odot} = -26,83$.

La moyenne simple de ces quatre mesures donne $-26,72$ dans l'échelle de Harvard.

Nous abordons les deux déterminations photographiques de King (1912) et Birk (1909) qui donnent les magnitudes photographiques suivantes: $m_{\odot} = -25,83$

$$m_{\odot} = -26,12$$

Avec Woolley et Gascoigne (1949), le procédé est différent. La comparaison entre le Soleil et Sirius est faite dans trois domaines spectraux étroits autour des longueurs d'onde $5.600 \text{ \AA}$, $5440 \text{ \AA}$, et $5.510 \text{ \AA}$. Le résultat a été traduit en V par Martinov et donne $m_{\odot} = -27,03$ avec une incertitude de l'ordre de $\pm 0,09$ due en particulier au fait que la comparaison est monochromatique. Quant à Kuiper, il trouve, en tenant compte de l'effet des bandes d'absorption, la valeur $-26,93$, ce qui prouve bien les interprétations et les erreurs possibles au cours du rattachement de systèmes photométriques différents.

Les observations radiométriques sont représentées par Pettit et Nicholson (1928) qui sont elles aussi presque impossibles à transformer en U, B, V. L'évaluation en donne: $-26,88 \pm 0,09$.

W.A. Calder (1938), qui effectua une des premières comparaisons Soleil-étoile par une méthode

photoélectrique, a été éliminé des discussions, la valeur trouvée dans son système photométrique étant -25,78.

Il reste à examiner les trois dernières déterminations photométriques modernes: Nikonova (1949), Kariagina (1955), Stebbins et Kron (1956). Nikonova effectue en 1946 des comparaisons entre la Lune et le Soleil puis entre la Lune et les étoiles. Le Soleil est affaibli par un écran diffusant de baryte. Les mesures sont faites dans un système photoélectrique particulier et ramenées par calcul au système I_{pv} international défini dans Allen (Astrophysical Quantities): $m_{\odot} \approx -26,69$.

Kariagina (1949) compare la Polaire et Capella au Soleil par l'intermédiaire d'un étalon lumineux. Dans le système employé, le Soleil éclaire un écran diffusant en suie de magnésium qui est comparé avec le fond d'une boîte, recouvert de substance identique et éclairé par une couronne de petites lampes stabilisées. La nuit, les étoiles sont comparées à la boîte placée à une distance de 80 m et recouverte d'un diaphragme de 2 mm de diamètre. Les mesures sont effectuées visuellement avec le photomètre de Rosenberg muni de filtres oculaires de longueurs d'ondes effectives:

Bleu $\lambda_e = 474 \text{ m}\mu$

Vert $\lambda_e = 544 \text{ m}\mu$

Rouge $\lambda_e = 624 \text{ m}\mu$

Le résultat donné en I_{pv} est $m_{\odot} = -26,76$. Il y a eu de grosses difficultés pour maintenir constant l'éclairement de l'étalon lumineux entre le jour et la nuit.

La dernière détermination, celle de Stebbins et Kron (1957) a été faite en six couleurs U V B G R I. La magnitude I_{pv} a été calculée à partir des observations en bleu (B) et vert (G) par la formule suivante: $m_{I_{pv}} = B + 0,6 (G-B)$. La réduction du flux solaire a été faite à l'aide d'un disque diffusant. Une lampe étalon et une étoile artificielle ont été employées pour la comparaison avec 12 étoiles de type solaire dont la magnitude varie entre 3 et 5. Le procédé évite l'écueil important de la différence de couleur entre les astres, mais il y a eu une augmentation du nombre des intermédiaires qui peut être néfaste pour la précision. Dans la couleur V de U B V, le résultat est $m_{\odot} = -26,73$. La relation précédente montre bien la diversité des méthodes et la dispersion des résultats.

A partir de ces données d'observation, il est possible de calculer les magnitudes dans plusieurs systèmes photométriques afin de les comparer. Plusieurs auteurs l'ont déjà fait et arrivent d'ailleurs à des résultats différents. Cela provient naturellement de ce que les conditions exactes d'observation sont souvent mal connues dans les observations anciennes, et que l'on ignore souvent l'effet des réflexions, absorptions, affaiblissements, puisque les courbes exactes de réponse n'ont pas été déterminées. Il est donc illusoire d'essayer de déterminer une magnitude solaire à partir d'un ensemble de mesures aussi hétéroclites. Pourtant il n'est pas sans intérêt de rassembler tous les résultats réduits aux trois systèmes photométriques suivants:

- 1) visuel (Zinner)
- 2) système international photovisuel I_{pv}
- 3) V de U B V, système Johnson-Morgan

Les valeurs calculées dans ces trois systèmes proviennent de Martinov (1959). Les erreurs indiquées ont un caractère d'évaluation, comprenant à la fois les erreurs internes et celles venant des rattachements. Les différents éléments figurent dans le tableau suivant avec référence aux colonnes.

- 1) nom de l'observateur
- 2) astres de comparaison
- 3) magnitude visuelle (Zinner) avec erreur évaluée
- 4) magnitude I_{pv}
- 5) magnitude V

L'étude de la table 15 permet de comprendre pourquoi il est inutile d'essayer d'obtenir une valeur améliorée en combinant les observations passées. Avec les erreurs estimées, augmentées des erreurs systématiques propres à chaque méthode, on n'aurait qu'un ordre de grandeur et non une mesure précise.

Pourtant deux mesures sont comparables, la mienne et celle de Stebbins et Kron. Elles ont en commun trois points importants:

- elles sont à base de mesures photoélectriques.
- elles bénéficient de systèmes photométriques rigoureux. Dans le cas de Stebbins et Kron, le

Table 15

1	2	3	4 (I _p v)	5 (V)	Observation
Zöllner (1865)	Capella	-26,54 ±0,10	-26,68 ±0,10	-26,75 ±0,16	Visuelle (Harvard)
Fabry (1903)	Véga	-26,65 " 11	-26,87 " 11	-26,92 " 21	"
Cerasky (1903)	Vénus Polaire Sirius Regulus	-26,60 " 08	-26,75 " 09	-26,85 " 07	"
Pickering (1901)	Véga Capella Arcturus Sirius	-26,76 " 07	-26,92 " 06	-26,98 " 07	"
King-Birk	Polaire Arcturus Capella	-26,48 " 07	-26,62 " 07	-26,68 " 07	Photographique
Wolley- Gascoigne (1949)	Sirius	-26,90 " 09	-27,07 " 09	-27,03 " 09	Monochromatique
Pettit- Nicholson (1928)	-	-	-26,94 " 09	-26,88 " 09	Radiométrique
Nikonova Kariagina	Lune Capella Polaire	-26,53 " 06 -26,63	-26,69 " 05 -26,76	-26,81 " 07 -26,83	Photoélectrique Photoélectrique
Stebbins- Kron	12 Etoiles 3<m<6 Type spec- tral solaire	-26,63 " 06	-26,69 " 05	-26,73 " 03	"
Gallouët (1962)	Véga, Altaïr. Deneb, Capella Sirius, etc... Lune			-26,70 " 01	"

- la cohésion interne comparable dans les deux mesures est meilleure que pour les déterminations précédentes.

Les deux résultats sont très concordants puisque Stebbins-Kron donnent $m_{\odot} = -26,73 \pm 0,03$ et je rappelle que j'ai trouvé -26,70 avec une erreur maximum de $\pm 0,02$ comprenant l'incertitude sur le calcul de la magnitude hors de l'atmosphère. Ce résultat est valable en V, le zéro de l'échelle des magnitudes V étant fixé pour obtenir l'accord avec les magnitudes I_pv de la séquence polaire (Harris-Kuiper). C'est bien la première fois que deux mesures obtenues avec des méthodes différentes sont suffisamment proches pour que leurs marges d'erreur se recoupent. Il semble donc que la magnitude V du Soleil commence à être connue avec précision. Je crois que le système affaiblisseur que j'ai employé a peut-être moins de chance de laisser subsister une légère erreur systématique que celui de Stebbins et Kron. Aussi, je pense que l'on pourrait, en combinant les deux déterminations, proposer la valeur $V_{\odot} = -26,71 \pm 0,01$.

Je ne veux pas terminer sans indiquer que l'appareillage construit était capable de donner une précision bien meilleure que celle qui est indiquée. J'ai eu ,pendant plusieurs séries d'observations, une dispersion interne de seulement quelques millièmes de magnitude. La limitation ne vient pas de là et, malgré les conditions atmosphériques en haute montagne, c'est évidemment l'atmosphère qui est maintenant la principale cause des écarts. d'autant plus que le Soleil ne passe jamais au zénith du lieu d'observation.

Table 15

1	2	3	4 (Ipv)	5 (V)	Observation
Zöllner (1865)	Capella	-26,54 $\pm 0,10$	-26,68 $\pm 0,10$	-26,75 $\pm 0,16$	Visuelle (Harvard)
Fabry (1903)	Véga	-26,65 " 11	-26,87 " 11	-26,92 " 21	"
Cerasky (1903)	Vénus Polaire Sirius Regulus	-26,60 " 08	-26,75 " 09	-26,85 " 07	"
Pickering (1901)	Véga Capella Arcturus Sirius	-26,76 " 07	-26,92 " 06	-26,98 " 07	"
King-Birk	Polaire Arcturus Capella Sirius	-26,48 " 07	-26,62 " 07	-26,68 " 07	Photographique
Wolley- Gascoigne (1949)	Sirius	-26,90 " 09	-27,07 " 09	-27,03 " 09	Monochromatique
Pettit- Nicholson (1928)	-	-	-26,94 " 09	-26,88 " 09	Radiométrique
Nikonova Kariagina	Lune Capella Polaire	-26,53 " 06 -26,63	-26,69 " 05 -26,76	-26,81 " 07 -26,83	Photoélectrique Photoélectrique
Stebbins- Kron	12 Etoiles 3<m<6 Type spec- tral solaire	-26,63 " 06	-26,69 " 05	-26,73 " 03	"
Gallouët (1962)	Véga, Altaïr. Deneb, Capella Sirius, etc... Lune			-26,70 " 01	"

- la cohésion interne comparable dans les deux mesures est meilleure que pour les déterminations précédentes.

Les deux résultats sont très concordants puisque Stebbins-Kron donnent $m_{\odot} = -26,73 \pm 0,03$ et je rappelle que j'ai trouvé -26,70 avec une erreur maximum de $\pm 0,02$ comprenant l'incertitude sur le calcul de la magnitude hors de l'atmosphère. Ce résultat est valable en V, le zéro de l'échelle des magnitudes V étant fixé pour obtenir l'accord avec les magnitudes Ipv de la séquence polaire (Harris-Kuiper). C'est bien la première fois que deux mesures obtenues avec des méthodes différentes sont suffisamment proches pour que leurs marges d'erreur se recoupent. Il semble donc que la magnitude V du Soleil commence à être connue avec précision. Je crois que le système affaiblisseur que j'ai employé a peut-être moins de chance de laisser subsister une légère erreur systématique que celui de Stebbins et Kron. Aussi, je pense que l'on pourrait, en combinant les deux déterminations, proposer la valeur $V_{\odot} = -26,71 \pm 0,01$.

Je ne veux pas terminer sans indiquer que l'appareillage construit était capable de donner une précision bien meilleure que celle qui est indiquée. J'ai eu ,pendant plusieurs séries d'observations, une dispersion interne de seulement quelques millièmes de magnitude. La limitation ne vient pas de là et, malgré les conditions atmosphériques en haute montagne, c'est évidemment l'atmosphère qui est maintenant la principale cause des écarts. d'autant plus que le Soleil ne passe jamais au zénith du lieu d'observation.

Calibration en magnitude visuelle absolue
des classes spectrales de YERKES (Extrait)

F5 V + 3,5
F8 V + 4,1
G0 V + 4,4
G2 V + 4,7
G5 V + 5,1
G8 V + 5,6
K0 V + 6,0

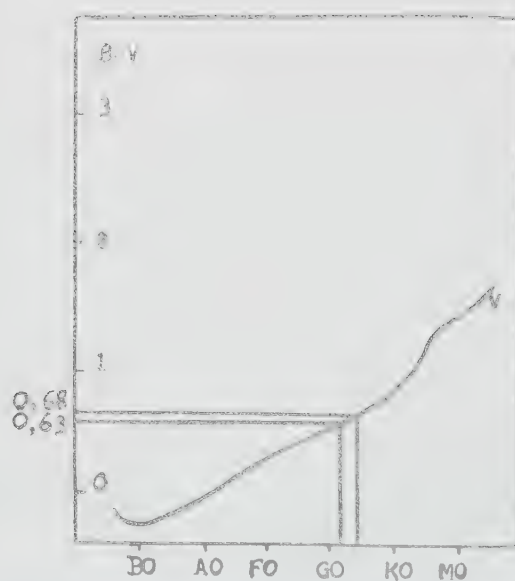


Fig. 21

Relation entre l'indice $(B - V)$ et le type spectral
(d'après Johnson).

MAGNITUDE ABSOLUE VISUELLE ET CORRECTION BOLOMETRIQUE

Magnitude absolue visuelle.

La magnitude apparente du Soleil et par suite, sa magnitude absolue, ayant été longtemps imprécises (Kuiper en 1961 donne une erreur probable de $\pm 0,1$ mag.), il faut s'attendre à modifier certains calculs antérieurs obtenus à partir de cette constante.

En prenant pour $V_{\odot} = -26,71$, valeur intermédiaire entre les déterminations de Kron et de l'auteur et pour $(B-V)_{\odot} = +0,68$, seule détermination effectuée jusqu'à ce jour sur le Soleil, on peut constater ceci: que l'on prenne la relation $(B-V)$ /type spectral de Johnson (fig. 21), ou bien la calibration en magnitudes visuelles des classes spectrales de Yerkes (table 16), les nouvelles valeurs déterminées pour le Soleil ont pour effet de le décaler légèrement vers les étoiles plus froides, c'est-à-dire G3 V, en le laissant sensiblement sur la courbe reliant la magnitude visuelle absolue à l'indice $(B-V)$. (avec les précautions d'étalonnage photométrique prises, j'ai obtenu ces deux valeurs indépendamment l'une de l'autre). La conséquence est, qu'à toute étoile classée spectralement G2 V, ou ayant un indice $(B-V) = 0,63$ suivant le cas, on attribue le débit d'énergie du Soleil, ce qui revient à dire que l'on sous-estime légèrement sa température et par suite la température effective des étoiles en général. Ceci peut être estimé, par exemple à partir des constantes retenues par Kuiper,

$$M_{V\odot} = +4,77, (B-V)_{\odot} = +0,63.$$

La différence correspond sensiblement à une augmentation d'environ 8% de la luminosité des autres étoiles, mais dans tout ceci, il ne faut pas perdre de vue l'incertitude sur la détermination du type spectral.

Il faudrait d'autre part, reprendre individuellement chaque travail car des constantes différentes ont été antérieurement employées, particulièrement pour $M_{V\odot}$.

Correction bolométrique.

La magnitude absolue bolométrique du Soleil dépend de la magnitude absolue visuelle et de la correction bolométrique (C.B)

$$M_{bol} = M_v + C.B$$

La magnitude bolométrique du Soleil va donc changer, du fait de la modification de M_v , par rapport à toutes les autres étoiles, mais non les différences entre celles-ci. La correction bolométrique peut être affectée par le changement d'indice $(B-V)$, mais dans les faibles proportions. L'effet est donc difficile à étudier dans les anciens systèmes donnés par Pettit et Nicholson ou Kuiper, mais la correction bolométrique proposée par Johnson (1962) semble bien adaptée aux mesures photométriques, à partir du Soleil choisi comme référence. Le principe en est le suivant :

Pour un certain nombre d'étoiles de types spectraux connus, on a fait des mesures de magnitude en infra-rouge, vers $2,2\mu$ et $3,6\mu$. En tenant compte des mesures effectuées sur ces mêmes étoiles dans les systèmes photométriques existants, il est possible de tracer des courbes donnant les différences de magnitude, dans les différentes couleurs, par rapport à une étoile choisie comme référence, et en rapportant tout au V du système U, B, V (fig. 22). Comme le Soleil n'était pas observé jusqu'alors dans les systèmes photométriques considérés, on a choisi comme référence l'étoile HR 483 de type G2 V, admise comme identique. A partir de là, il est possible d'établir une correction bolométrique relative à HR 483 par intégration suivant les courbes de répartition de l'énergie; un diaphragme semblable est obtenu pour les géantes. Ce système est parfaitement cohérent et tient compte uniquement

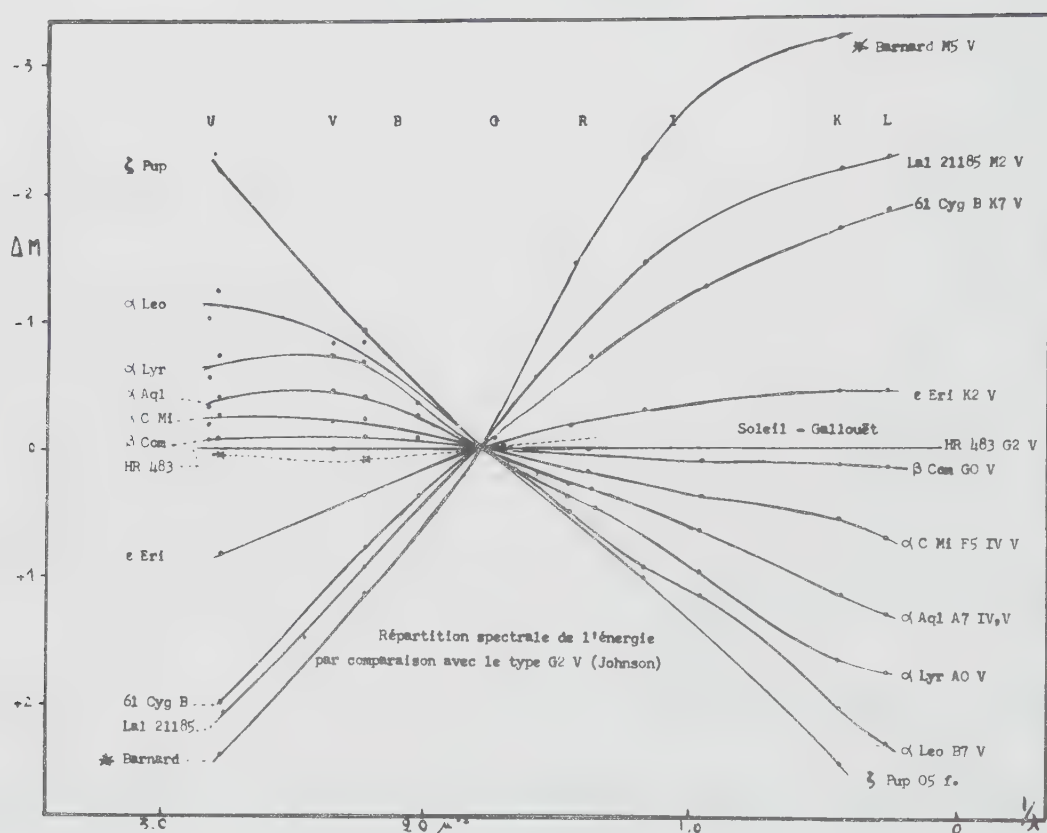


Fig. 22

Répartition spectrale de l'énergie par comparaison avec le type G2 V (HR 483)

(d'après Johnson)

des observations, sans faire intervenir, par exemple, le rayonnement du corps noir. Les corrections bolométriques obtenues sont indiquées table 17. Elles sont un peu moins élevées, compte tenu de la différence de zéro, que celles de Kuiper, données pour comparaison table 18. Ceci indique que les températures de couleur des étoiles plus froides que HR 483 sont plus élevées que celles admises jusqu'à présent. Ces corrections bolométriques sont d'ailleurs en bon accord avec celles déterminées par Strömberg (1946) d'après les observations de Pettit et Nicholson (1928). C'est donc ces corrections bolométriques d'origine photométrique qu'il faut employer de préférence avec la détermination de la magnitude solaire U, B, V, que j'ai effectuée, étant donnée l'homogénéité des mesures et la correspondance des domaines spectraux pris comme références. Avant d'effectuer des comparaisons, il faut considérer qu'avec $(B-V)_{\odot} = +0,68$ et $M_V = +4,86$, il semble que le Soleil ne suive pas les caractéristiques exactes des G2 V, donc que HR 483 n'est pas un étalon strictement identique au Soleil. La ligne pointillée indique sensiblement la courbe d'une G4 (51 Peg. Stebbins et Kron 1957) par rapport à HR 483. L'effet, à la précision actuelle des corrections bolométriques, est négligeable, puisqu'elles sont nulles jusque vers G8 V, mais il doit néanmoins être signalé.

Table 17

Corrections bolométriques
Johnson (1962)

Sp.	C.B.
F5 V	+ 0,05
G0 V	0
G2 V	0
G8 V	0
K0 V	- 0,1
K2 V	- 0,2
K5 V	- 0,6
M0 V	- 1,0
M2 V	- 1,4
M4 V	- 1,8
M5 V	- 2,0

Table 18

Corrections bolométriques
Kuiper (1938)

Sp.	C.B.
F2 V	- 0,04
F5 V	- 0,04
F8 V	- 0,05
G0 V	- 0,06
G2 V	- 0,07
G5 V	- 0,10
G8 V	- 0,10
K0 V	- 0,11
K2 V	- 0,15
K3 V	- 0,31
K4 V	- 0,55
K5 V	- 0,85
K6 V	- 1,14
M0 V	- 1,43
M1 V	- 1,70
M2 V	- 2,03
M3 V	- 2,35
M4 V	- 2,7
M5 V	- 3,1

Il est possible de comparer les magnitudes bolométriques obtenues à partir des anciennes constantes $M_{V\odot}$ et C.B. (Kuiper) et celles que nous pouvons calculer à partir de M_V (Gallouët 1963) et C.B. (Johnson). Ce qui est intéressant, c'est la différence $M_{bol*} - M_{bol\odot}$, qui fixe le rapport entre les puissances rayonnées par les deux astres. Cette expression peut se mettre sous la forme :

$$M_{bol*} - M_{bol\odot} = M_{V*} - M_{V\odot} + C.B.* - C.B._{\odot}$$

La magnitude visuelle solaire que j'ai déterminée est différente des valeurs anciennes, donc, même en gardant le même système de correction bolométrique, il y a un décalage constant pour toutes les étoiles en regard du Soleil qui dépend de la valeur $M_{V\odot}$ adoptée. Kuiper (1961) fixe la valeur de la magnitude apparente du Soleil à -26,81, ce qui donne $M_{V\odot} = +4,77$. Si l'on se fonde sur cette valeur, le décalage constant est de 0,09 mag. entre les nouvelles valeurs et les anciennes, ce qui correspond à une augmentation d'environ 8% de la puissance totale rayonnée par les étoiles en comparaison du Soleil. L'accord entre les augmentations du rayonnement visuel et bolométrique provient du fait que la même correction bolométrique ($CB_* - CB_{\odot}$) a été employée.

Dans le cas où les corrections bolométriques sont calculées suivant la table 17 proposée par Johnson, la différence n'est plus constante, mais varie suivant le type d'étoile; les deux effets s'additionnent.

Exprimons la différence de magnitude bolométrique d'une étoile et du Soleil.

$$[I] \text{ à partir de } M_{V\odot} = +4,77 \text{ et C.B (Kuiper)}$$

$$[II] \text{ à partir de } M'_{V\odot} = +4,86 \text{ (Gallouët) et C.B (Johnson)}$$

La différence $[II] - [I]$ exprimera, en fonction du type spectral, les corrections nécessaires pour passer de l'un à l'autre des systèmes.

$$[I] \quad M_{bol*} - M_{bol\odot} = M_{v*} - M_{v\odot} + \underbrace{[CB_* - CB_{\odot}]}_{\text{Kuiper}},$$

$$[II] \quad M_{bol*} - M_{bol\odot} = M_{v*} - \underbrace{M'_{v\odot}}_{\text{Gallouët}} + \underbrace{[CB_* - CB_{\odot}]}_{\text{Johnson}},$$

$$[II] - [I] = \underbrace{-M'_{v\odot} + M_{v\odot}}_{\text{Gallouët}} - \underbrace{[CB_* - CB_{\odot}]}_{\text{Kuiper}} + \underbrace{[CB_* - CB_{\odot}]}_{\text{Johnson}}$$

Par convention, $CB_{\odot}(\text{Johnson}) = 0$. En prenant dans les tables 17 et 18 les valeurs des CB de chaque système en fonction du type spectral, et les valeurs $M'_{v\odot} = +4,86$, $M_{v\odot} = +4,77$, on obtient les résultats suivants (table 19) pour la série principale. La courbe correspondante (fig. 23) permet de se

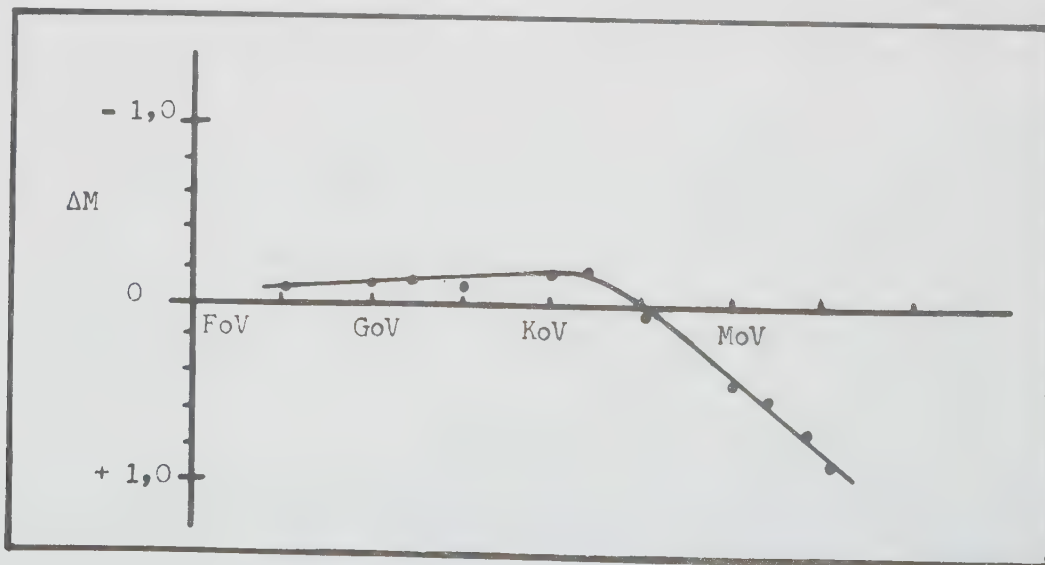


Fig. 23

Correction des anciennes valeurs ($M_{bol*} - M_{bol\odot}$) en fonction du type spectral. (table 19).

rendre compte de l'allure des corrections, bien que les C.B. d'origine photométrique puissent être améliorées et quelque peu modifiées par des observations ultérieures.

Table 19

Type spectral	$(CB_* - CB_{\odot})$ Johnson	$(CB_* - CB_{\odot})$ Kuiper	$[II] - [I]$
F5 V	+ 0,05	+ 0,03	- 0,07
G0 V	0	+ 0,01	- 0,08
G2	0	0	- 0,09
⊙ Gallouët	0		
G2 V	0	- 0,03	- 0,06
K0 V	- 0,1	- 0,04	- 0,15
K2 V	- 0,2	- 0,08	- 0,21
K5 V	- 0,6	- 0,78	+ 0,09
M0 V	- 1,0	- 1,56	+ 0,47
M2 V	- 1,4	- 1,96	+ 0,57
M4 V	- 1,8	- 2,60	+ 0,71
M5 V	- 2,0	- 3,00	+ 0,91

Jusqu'au type K0, on retrouve sensiblement l'effet de décalage dû au changement de M_V ; à partir de K0, l'action de la correction bolométrique de Johnson se fait sentir, atténuée par ce premier effet. Il semble que l'on peut en tirer provisoirement la conclusion suivante :

- De F5 V à K0 V, les étoiles sont environ 8 à 9% supérieures en débit à ce qui était admis jusqu'à présent.
- Aux alentours de K5 V, le rapport avec le Soleil reste le même.
- Après K5 V, les étoiles ont de même une température de couleur supérieure aux valeurs précédentes, et par conséquent, une différence de magnitude bolométrique avec le Soleil plus grande (la part de l'énergie "invisible" diminue).

On peut dire que dans la première partie, c'est le changement de la magnitude solaire qui est prépondérant, tandis que dans la dernière, c'est le changement de correction bolométrique.

Il va sans dire qu'il n'est pas question ici de critiquer le travail de Johnson, mais il apparaît simplement que cette forme de correction bolométrique, bien qu'il soit nécessaire de la perfectionner, est beaucoup mieux adaptée à la mesure solaire que j'ai effectuée, surtout par l'identité des domaines visibles considérés comme référence. Des tableaux identiques peuvent être calculés pour les étoiles géantes. Ce changement dans les rapports entre les magnitudes bolométriques du Soleil et des étoiles, apporte évidemment des modifications qui peuvent être importantes. La puissance totale rayonnée par les étoiles change inégalement suivant les types, ainsi évidemment que la température effective et le rayon, dans des proportions variables suivant les constantes admises au départ des calculs. Il faut noter que beaucoup de résultats en astrophysique ont un caractère d'évaluation et qu'il faut apporter d'assez grosses variations dans les constantes pour dépasser les marges d'erreurs (parallaxes stellaires, etc...).

Cependant, considérons la relation entre la magnitude absolue bolométrique et la masse des étoiles (M). Dans le diagramme donné par Van de Kamp (fig. 24), on voit apparaître deux familles d'étoiles, le type spectral stellaire les séparant étant justement K5 V. Dans ce diagramme, les résultats les plus sûrs sont figurés par des cercles noirs. Les deux familles ont des relations masse-luminosité différentes. On trouve $L \propto M^4$ pour les étoiles plus chaudes que K5 V et $L \propto M^2$ pour les autres. Si l'on reprend le diagramme en utilisant les corrections de la figure 23 on obtient pour les étoiles plus froides que K5 V la droite figurée en pointillé. Le calcul indique que la luminosité, pour ces étoiles, varie en fonction de $(M)^{2,4}$, L et M étant exprimés en unités solaires. Ce résultat se rapproche de celui donné par Massevitch et Parenago : $L \propto M^{2,3}$

Dans les calculs relatifs à l'âge des étoiles et des amas galactiques, la luminosité est aussi

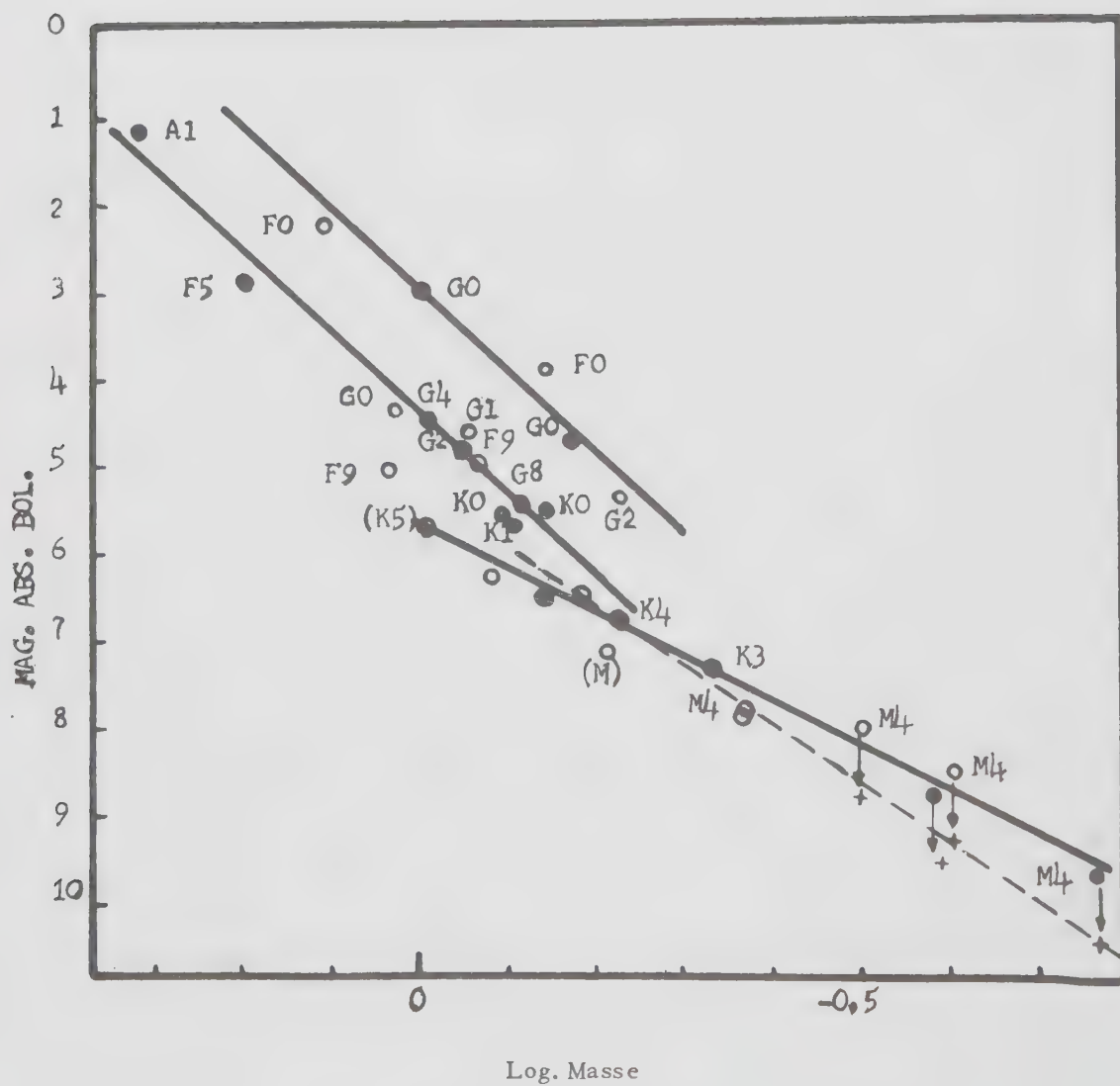


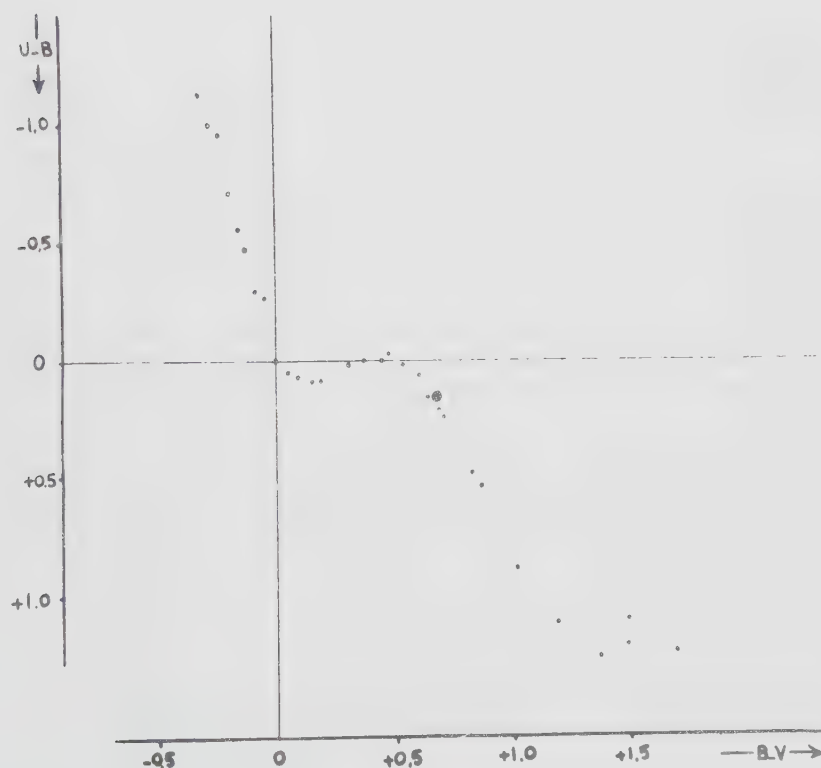
Fig. 24

RELATION MAGNITUDE BOLOMETRIQUE - MASSE

(d'après Van de Kamp)

En pointillés : calcul effectué à partir de M_v (Gallouët) et CB (Johnson)

calculée en unités solaires. Les changements de différence de magnitude bolométrique entre les étoiles et le Soleil amènent donc une modification légère des résultats qui va dans le sens d'un rajeunissement correspondant à l'augmentation de puissance de 8% relativement au Soleil. Mais, les schémas d'évolution employés par les différents auteurs apportent ici des écarts beaucoup plus grands. D'ailleurs, pour les travaux de A. Sandage, il y aurait peu de correction, puisque, depuis 1957, la constante employée est celle de Kron et Stebbins $M_{V\odot} = +4,84$. La place du Soleil dans les différents diagrammes (U-B), (B-V) des étoiles proches, ou de la séquence des Hyades, par exemple, n'est pas beaucoup modifiée (fig. 25 et 26). Je donne aussi, fig. 27, la place du Soleil près de la série principale des Hyades. Le décalage peut s'interpréter de différentes façons : erreur sur la distance de l'amas donnant un décalage en magnitude absolue, situation du Soleil dans son évolution propre, influence de l'absorption interstellaire sur l'indice (B-V)... L'amélioration des mesures photométriques futures permettra sans doute de choisir entre ces questions en suspens.



Amas des Hyades
(● place du Soleil)

Fig. 25

Relation (U-B), (B-V) - Séquence principale des Hyades

(d'après Johnson).

● place du Soleil (Gallouët 1962)

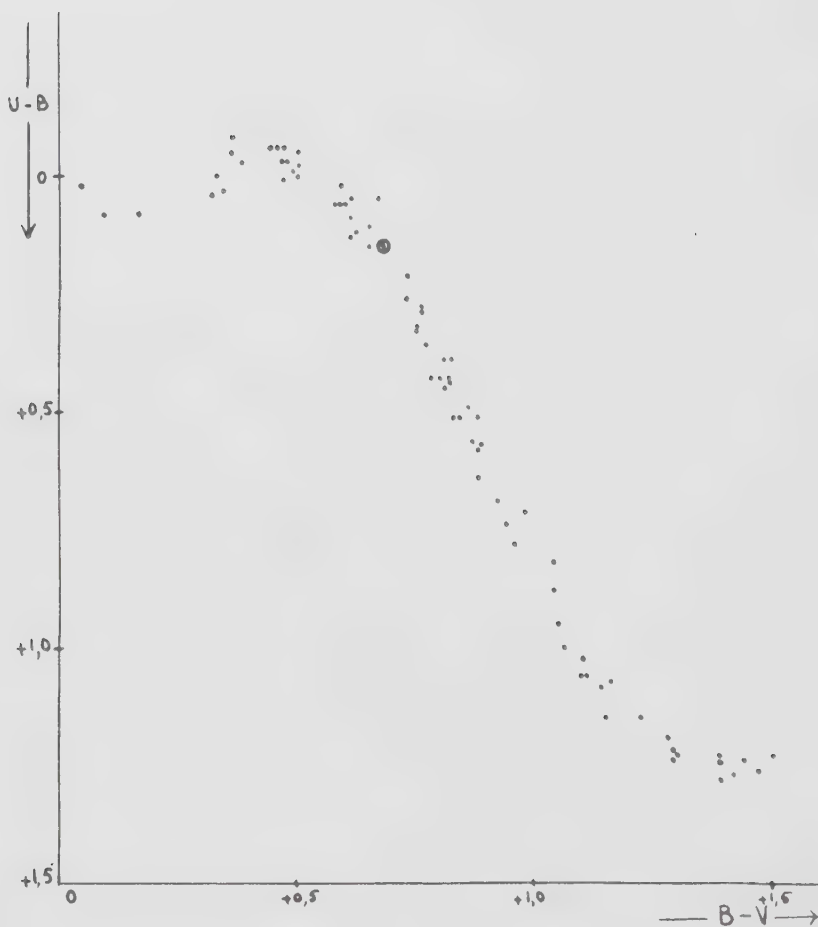


Fig. 26

Relation (U-B), (B-V) pour les étoiles les plus proches du Soleil

(d'après Johnson - Knuckles)

☉ place du Soleil (Gallouët 1962)

Une dernière remarque enfin : la partie de l'albedo de Bond, appelée albedo géométrique, dépend étroitement de la magnitude solaire. Elle subit aussi une modification. Pour chaque planète, chaque satellite, l'albedo géométrique est en principe augmenté ; seulement, il faut, avant d'effectuer de nouveaux calculs, avoir des mesures très précises en U, B, V, pour ces astres. Dans ce cas, l'identité des domaines spectraux comparés du Soleil et de la planète doit être absolue. Non seulement l'albedo varie avec la couleur, mais il varie aussi avec l'étendue du domaine spectral isolé. Si ce domaine n'est pas strictement identique pour le Soleil et la planète observée, l'albedo est artificiellement augmenté ou diminué. Les mesures de magnitude des planètes sont d'origines très diverses et ne

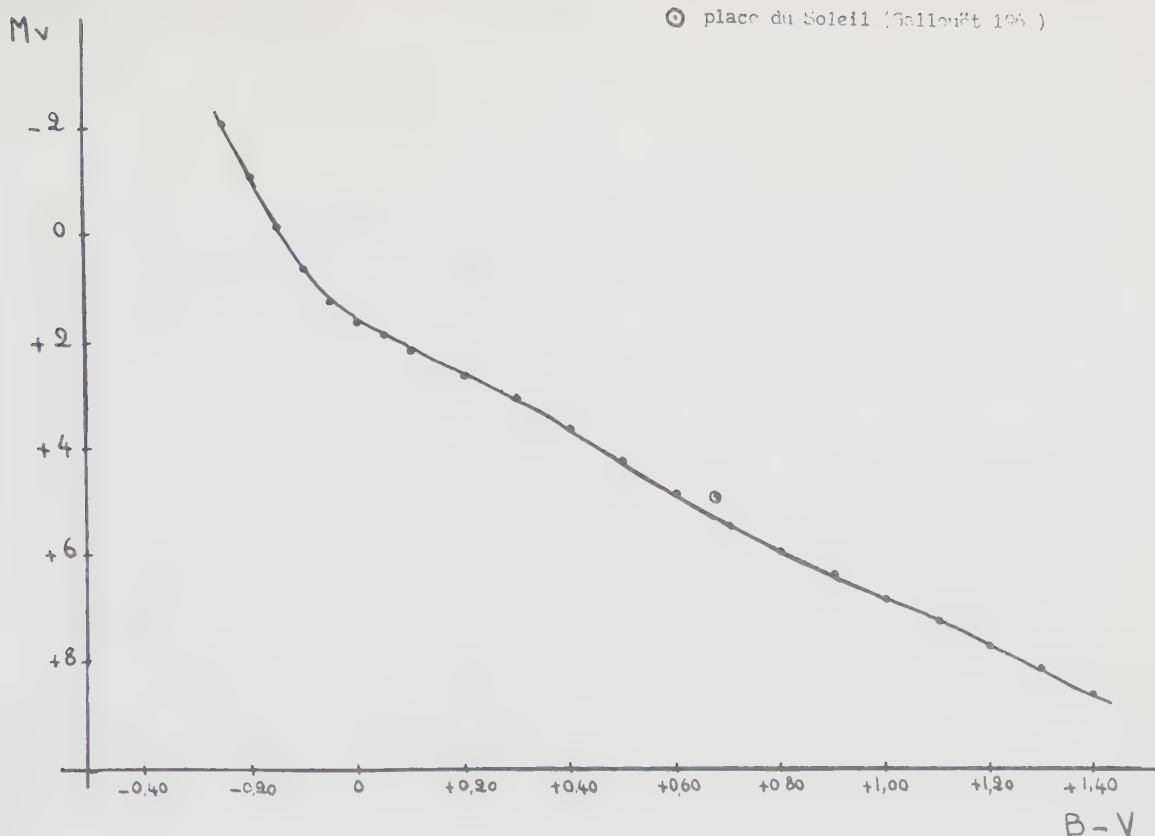


Fig. 27

Relation M , (B-V) - Série principale - Amas des Hyades
(d'après Johnson)

☉ place du Soleil (Gallouët 1962)

présentent pas de garantie à cet égard. De nouvelles déterminations sont nécessaires pour employer avec fruits les nouvelles valeurs U, B, V, du Soleil.

Dans un seul cas, celui de la Pleine Lune, je peux donner une valeur puisque j'ai observé les deux astres avec mon appareil.

Suivant Allen (1955), le calcul de l'albédo de Bond est le suivant ;

$$A = p \cdot q$$

p : albédo géométrique

q : intégral de phase

$$\text{Log } p = 0,4 (m_{\odot} - m_{\text{C}}) + 2 \text{ Log } r \Delta / \rho$$

r : distance Soleil-Lune en U.A.

Δ : distance Lune-Terre en U.A.

ρ : rayon de la planète en U.A.

On trouve : $p = 0,129$ avec $q = 0,66$

Cette valeur est à comparer à celle donnée par Allen $A = 0,070$

$$\underline{A = 0,085}$$

CONCLUSION

Le résultat de ce long travail expérimental est une prise de conscience de la valeur des observations photométriques faites à partir de la surface terrestre.

J'ai eu successivement à trouver la solution de problèmes optiques, photométriques et électroniques, dans des conditions semblables à celles de la Métrologie. Pourtant, la limitation de la précision est venue très tôt, du fait de l'atmosphère terrestre, malgré les observations à très haute altitude. Il faut de nombreuses mesures pendant les journées les plus belles pour aboutir à une précision de 1 à 2%. Dans ces conditions, on ne peut plus espérer faire beaucoup mieux ; aussi je pense que les valeurs que je propose seront sans doute les dernières obtenues de cette manière.

Dans un avenir certainement assez proche, des observations astronomiques seront effectuées à partir de satellites artificiels, automatiquement ou non. On ne peut s'empêcher de penser aux nombreuses mesures qui pourront être obtenues rapidement, et à leur qualité due à l'élimination de l'atmosphère terrestre, d'autant plus que le Soleil et les étoiles seront simultanément observables. Des gains considérables en précision seront obtenus qui nécessiteront probablement une révision des systèmes photométriques actuels.

BIBLIOGRAPHIE

- | | |
|-------------------|---|
| Allen | Astrophysical Quantities |
| Bouguer | 1735. Traité d'optique sur la gradation de la lumière |
| Birk | 1909. Inaugural dissert. Göttingen. |
| Calder | 1938. Harvard Annales. |
| Fabry | 1903. C R 137 |
| Güssow | 1929. A N 237 |
| Johnson-Morgan | 1953. Ap J. 118 |
| Johnson | 1962. Ap J. 135 |
| Kariagina | 1955. Isvestia Astro Inst. Alma-Ata. Tomes I et II |
| King | 1912. Harvard Annales |
| Kuiper | 1938. Ap J. 88 |
| Kuiper-Harris | 1961. Planètes et satellites. Chap. 8 |
| Martynov | AJ UdSSR 36 |
| Müller | 1893. Potsdam Pub. Vol. 8 |
| Nikonova | 1949. Isvestia Crimean Ast. Obs. |
| Pecker-Schatzman | Astrophysique Générale |
| Pettit-Nicholson | 1928. Ap J 68 |
| Pickering | 1908. Harvard Ann. 61 |
| Rufener | Communication personnelle |
| Russel | 1916. Ap J 43 |
| Stebbins-Kron | 1957. Ap J 126 |
| Strömgren | Handbuch der Exper. Physik (Leipzig. Akademische Verlagsgesellschaft) |
| Wesselink | 1950. U A I 7 |
| Woolley-Gascoigne | 1948. M.N. 108 |
| Zöllner | 1865. Photometrische Untersuchungen. Leipzig |

TABLE des MATIERES

	Pages
SOMMAIRE	1
INTRODUCTION	2
PREMIERE PARTIE : Description et étude de l'instrument	
Chapitre I - Optique	4
Principe	
Choix des caractéristiques géométriques	
Réglages et mesure de la constante K	
Chapitre II - Photométrie	12
Description du photomètre	
Chapitre III - Electronique	18
Préamplificateur et millivoltmètre électrostatiques.	
Principe de la mesure	
Millivoltmètre enregistreur	
Précision instrumentale finale	
DEUXIEME PARTIE :	
Chapitre I - Installation à l'Observatoire du Jungfraujoch	27
Chapitre II - Méthode d'observation :	29
Observations solaires	
Observations stellaires	
Comparaisons Lune-Etoiles	
Chapitre III - Méthode de réduction :	33
Différence de magnitude entre l'astre et la source étalon	
Calcul de la distance zénithale Z	
Chapitre IV - Résultats :	37
Comparaison Soleil/Etoiles	
Comparaison Pleine Lune/Etoiles	
TROISIEME PARTIE:	42
Comparaison et discussion des diverses déterminations de la magnitude stellaire du Soleil et de la Lune.	
QUATRIEME PARTIE :	47
Magnitude absolue visuelle et correction bolométrique.	
BIBLIOGRAPHIE	57

DEUXIEME THESE

Propositions données par la Faculté

ROTATION DE LA PLANETE VENUS.

Vu et approuvé :

Paris, le 25 juin 1963

LE DOYEN DE LA FACULTE DES SCIENCES

Signé : MARC ZAMANSKY.

Vu et permis d'imprimer :

LE RECTEUR DE L'ACADEMIE DE PARIS :

Signé : JEAN ROCHE

Imprimé à l'Observatoire de Paris.

